

Automatisierte universelle CCD-Astrometrie von Kleinplaneten

Genehmigte

DISSERTATION

zur

Erlangung des akademischen Grades

Doktor-Ingenieur

(Dr.-Ing.)

vorgelegt an der

Fakultät Forst-, Geo- und Hydrowissenschaften

der Technischen Universität Dresden

von

Dipl.-Ing. Ralf Langhans

Dresden, Juli 2005

Die vorliegende Dissertation mit dem Titel „Automatisierte universelle CCD-Astrometrie von Kleinplaneten“ stimmt mit dem Original überein.

Gutachter der Dissertation: Prof. Dr. phil. nat. habil. Michael H. Soffel
Prof. Dr.-Ing. Prof. h.c. Günter Seeber
PD Dr. habil. Sergei A. Klioner

Tag der Einreichung: 10. Januar 2005

Tag der mündlichen Prüfung: 24. Juni 2005

Kurzfassung

Für Zwecke der differentiellen astrometrischen Positionsbestimmung von Kleinplaneten werden heutzutage verbreitet CCD-Beobachtungen eingesetzt. Insbesondere im Rahmen von Follow-up-Beobachtungsprogrammen sind eine Vielzahl von Aufnahmen herzustellen und auszuwerten.

In dieser Arbeit werden Verfahren zur Auswertung solcher astrometrischer CCD-Aufnahmen diskutiert und später zu einem kompletten Messsystem für Kleinplaneten zusammengefügt. Unter den zu berücksichtigenden Korrekturen erhalten die Effekte der differentiellen chromatischen Refraktion (DCR) besondere Aufmerksamkeit. Es wird demonstriert, wie sich der Einfluss der DCR verringern lässt, indem die fotometrischen Angaben des Referenzsternkataloges UCAC2 hinzugezogen werden. Für Testaufnahmen ergaben sich so Verbesserungen der Lagegenauigkeit von 15% bei einer Zenitdistanz von 65° . Des Weiteren werden verschiedene Messalgorithmen für Bildpositionen sowie die Eigenschaften diverser Transformationsmodelle für die Überführung von gemessenen in Tangentialkoordinaten untersucht. Außerdem erfolgt eine Weiterentwicklung des Algorithmus zur automatischen Identifikation von Referenzsternen.

In Hinblick auf die Auswertung von Follow-up-Beobachtungen von Kleinplaneten werden Anforderungen an Software formuliert. Das nach diesen Gesichtspunkten entwickelte automatische universelle Computerprogramm MpCCD wird vorgestellt und getestet. Insbesondere findet ein Vergleich mit anderen astrometrischen Programmen statt, die vom Minor Planet Center der IAU zur Positionsbestimmung von Kleinplaneten empfohlen werden. Die entwickelte Software ist in der Lage, Positionen von Kleinplaneten mit hoher Genauigkeit zu ermitteln. Die für eine Reihe von Testaufnahmen verbliebenen Positionsunsicherheiten der Neupunkte von durchschnittlich 62mas liegen im Bereich der Koordinaten-Unsicherheiten des zur Auswertung verwendeten Referenzsternkataloges UCAC2.

Abstract

Nowadays, CCD observations are widely used to determine astrometric positions of minor planets differentially. Especially, follow-up observational programs require to produce and analyse a large number of CCD frames.

This dissertation discusses the methods which are used to process such astrometrical CCD frames and extract scientific information from them. These methods are then combined into a complete astrometric software package. Among all corrections which have to be taken into consideration, special attention is given to the effects of differential chromatic refraction (DCR). It is demonstrated how the influence of DCR can be reduced using the photometric data of reference stars taken from the UCAC2 catalogue. In this way, for several test frames a gain in positional accuracy of about 15% has been achieved at a zenith distance of 65° . Furthermore, different measurement algorithms of the image positions as well as the properties of several transformation models for the conversion between measured and tangential coordinates are analysed. In addition, the algorithm for automatic identification of reference stars is improved.

With respect to the analysis of frames taken through follow-up observations of minor planets, software requirements are formulated. Considering these aspects the automatic universal computer program MpCCD has been developed and is presented and tested here. Particularly, it is compared to other astrometric applications, which are advised to be employed for the determination of minor planet positions by the IAU's Minor Planet Center. The developed software is able to measure positions of minor planets with high accuracy. For a series of test frames an average uncertainty of 62mas in the positions was achieved. This uncertainty is similar to the accuracy level of the UCAC2 catalogue used for the analysis.

Inhaltsverzeichnis

Abbildungsverzeichnis	III
Tabellenverzeichnis	IV
1 Einleitung und Zielstellung	1
1.1 Die Herausforderung	1
1.2 Follow-up-Beobachtungen — eine Notwendigkeit	1
1.3 Astrometrisches Verfahren und aktuelle Situation	3
1.4 Ziele dieser Arbeit	4
2 Verfahren der CCD-Astrometrie	5
2.1 Vorverarbeitung der CCD-Aufnahme	6
2.1.1 Systematische Einflüsse	6
2.1.2 Zufällige Einflüsse	8
2.2 Objekterkennung, -eigenschaften und -auswahl	9
2.2.1 Bestimmung von Hintergrundhelligkeit und -rauschen	9
2.2.2 Objekterkennung mit dem Zeilenkoinzidenzalgorithmus	12
2.2.3 Eigenschaften der Abbildung	13
2.2.4 Objektklassifikation und -auswahl	16
2.3 Bildpositionsmessung	17
2.3.1 Theorie der Punktübertragung	17
2.3.2 Modelle für Punktübertragungsfunktionen	18
2.3.3 Messverfahren	25
2.4 Reduktion der Referenzkoordinaten	26
2.4.1 Scheinbare Örter	26
2.4.2 Refraktion	34
2.5 Identifikation der Referenzobjekte in der Aufnahme	43
2.6 Plattenkonstanten- und Neupunktbestimmung	51
2.6.1 Tangentialkoordinaten	51
2.6.2 Einflüsse auf die Transformation	52
2.6.3 Transformationsmodelle	56
2.6.4 Bestimmung der Plattenkonstanten	59
2.6.5 Transformation des Neupunktes	60
2.6.6 Fehlerrechnung	60
2.7 Reduktion der Neupunktkoordinaten	61
2.7.1 Berücksichtigung der Refraktion	61
2.7.2 Reduktion auf den mittleren Ort des Zieläquinoktiums	64
3 Universelle astrometrische Software	66
3.1 Konzepte für universelle Software	66
3.1.1 Portabilität	66

3.1.2	Automatisierung	67
3.1.3	Schnittstellen	67
3.1.4	Meldungssprache	67
3.2	Umsetzung der Universalitätskonzepte	67
3.2.1	Programmiersprache	68
3.2.2	Aufnahmeschnittstelle	68
3.2.3	Freie Katalogschnittstelle	68
3.2.4	Freie Ausgabeschnittstelle	70
3.2.5	Näherungsposition und -helligkeit des Ziel-Asteroiden	73
3.2.6	Hierarchische Optionseingabe	79
3.2.7	Meldungsausgabe	80
4	Untersuchungen und Vergleiche	81
4.1	Untersuchungen zur Messgenauigkeit	81
4.1.1	Datengrundlage	81
4.1.2	Vorgehensweise	83
4.1.3	Variation der Positionsmessmethode	84
4.1.4	Einsatz verschiedener Transformationsmodelle	85
4.1.5	Berücksichtigung der differentiellen chromatischen Refraktion	86
4.1.6	Verfolgung eines Kleinplaneten	91
4.2	Vergleich astrometrischer Software	92
4.2.1	Astrometrica	94
4.2.2	CAAWin	94
4.2.3	Canopus	95
4.2.4	CCDSOFT	95
4.2.5	Charon	97
4.2.6	Circe	98
4.2.7	FitsBlink	99
4.2.8	PinPoint	100
4.2.9	Prism	104
4.2.10	SExtractor	104
4.2.11	Vergleich der besten Ergebnisse	105
5	Zusammenfassung und Ausblick	107
5.1	Resultate	107
5.2	Künftige Entwicklungen	108
A	Übersicht über astrometrische Software	110
B	Ausstattung der Testsysteme für <i>MpCCD</i>	114
C	Abkürzungsverzeichnis	115
D	Glossar	117
	Literaturverzeichnis	119
	Danksagung	123
	Lebenslauf	124

Abbildungsverzeichnis

2.1	Ablauf der differentiellen astrometrischen Auswertung	6
2.2	Lokale Hintergrundhelligkeiten: Aufnahmesektorierung	9
2.3	Lokale Hintergrundhelligkeiten: Extrahierter Hintergrund	11
2.4	Lokale Hintergrundhelligkeiten: Ergebnisvisualisierung	11
2.5	Zeilenkoinzidenzalgorithmus	13
2.6	Grundlegende Parameter eines Modells für die Punktübertragungsfunktion . . .	19
2.7	Analytische Modelle für Punktübertragungsfunktionen	20
2.8	Wirkungsweise der Exponenten im Lorentz-Modell	21
2.9	Ableitung eines empirischen Modells für die Punktübertragungsfunktion	24
2.10	Berechnung der scheinbaren Koordinaten eines Sterns	27
2.11	Baryzentrische Position und Geschwindigkeit des Beobachtungsortes	29
2.12	Gravitative Lichtablenkung durch große Körper des Sonnensystems	33
2.13	Abhängigkeit der Refraktion von verschiedenen Parametern	37
2.14	Abhängigkeit der Refraktion von der Lichtwellenlänge	38
2.15	Instrumentelle spektrale Charakteristik	39
2.16	Synthetische Farbindizes für <i>Tycho-2</i> Passbänder	41
2.17	Synthetische Farbindizes für Johnson–Morgan Passbänder	42
2.18	Korrektur des Refraktionseinflusses	43
2.19	Identifikation von Referenzobjekten und Bestimmung der Plattenkonstanten . .	45
2.20	Rotation und Scherung	53
2.21	Farbrefraktion bei Asteroiden	63
2.22	Berechnung der astrometrischen Koordinaten eines Neupunktes	64
3.1	Details zur Referenzsternkatalog-Schnittstelle	69
3.2	Beispiel einer Schnittstellen-Definition für einen Sternkatalog	71
3.3	Beispiel einer Schnittstellen-Definition für die Ausgabe	72
3.4	Beispiel einer Ergebnisdatei	73
4.1	Beispielaufnahmen der Testdatensätze	82
4.2	Passbänder von <i>UCAC</i> , <i>2MASS</i> und Lohrmann-Observatorium	87
4.3	Synthetische Farbindizes aus <i>UCAC2</i> -Helligkeitsangaben	89
4.4	Veränderung der Passgenauigkeiten bei Farbrefraktionskorrektur mit <i>UCAC2</i> . .	90
4.5	Beobachteter Bahnbogen des Kleinplaneten (2) Pallas	92
4.6	Differenzen der beobachteten und berechneten Positionen (O–C) für (2) Pallas .	93

Tabellenverzeichnis

1.1	Auswahl aktueller Programme zur Beobachtung von Kleinplaneten	2
2.1	Liste der Symbole für die Berechnung scheinbarer Örter	28
2.2	Eigenschaften der Transformationsmodelle	57
3.1	Hierarchie der Einstellmöglichkeiten von Parametern in <i>MpCCD</i>	79
4.1	Eigenschaften der Testdatensätze	83
4.2	Zielsterne des ROB-Datensatzes	84
4.3	Zielsterne des LO-Datensatzes	84
4.4	Ergebnisse der Variation der Positionsmessmethode für den ROB-Datensatz . .	85
4.5	Ergebnisse der Variation der Positionsmessmethode für den LO-Datensatz . .	85
4.6	Vergleich verschiedener Transformationsmodelle für den ROB-Datensatz	86
4.7	Vergleich verschiedener Transformationsmodelle für den LO-Datensatz	86
4.8	Ergebnisse der Auswertung des ROB-Datensatzes mit <i>Astrometrica</i>	95
4.9	Ergebnisse der Auswertung des LO-Datensatzes mit <i>Astrometrica</i>	95
4.10	Ergebnisse der Auswertung des ROB-Datensatzes mit <i>CCDSOft</i>	97
4.11	Ergebnisse der Auswertung des ROB-Datensatzes mit <i>Charon</i>	98
4.12	Ergebnisse der Auswertung des LO-Datensatzes mit <i>Charon</i>	98
4.13	Ergebnisse der Auswertung des ROB-Datensatzes mit <i>FitsBlink</i>	100
4.14	Ergebnisse der Auswertung des LO-Datensatzes mit <i>FitsBlink</i>	100
4.15	Maximale Ordnung des Transformationspolynoms in <i>PinPoint</i>	101
4.16	Ergebnisse der Auswertung des ROB-Datensatzes mit <i>PinPoint</i>	103
4.17	Ergebnisse der Auswertung des LO-Datensatzes mit <i>PinPoint</i>	103
4.18	Ergebnisse der Auswertung des ROB-Datensatzes mit <i>SExtractor</i>	105
4.19	Ergebnisse der Auswertung des LO-Datensatzes mit <i>SExtractor</i>	105
4.20	Vergleich der besten Ergebnisse aller getesteten Programme	106
A.1	Übersicht über astrometrische Software	110
B.1	Ausstattung der Testsysteme für <i>MpCCD</i>	114

Kapitel 1

Einleitung und Zielstellung

1.1 Die Herausforderung

Die astronomische Positionsbestimmung (Astrometrie) von Asteroiden — auch als Kleinplaneten oder Kleine Planeten bezeichnet — stellt in heutiger Zeit eine große Herausforderung dar. Der Umfang der zu bewältigenden Arbeit wird schon allein anhand der Rate für Neuentdeckungen deutlich, die im vergangenen Jahr (Oktober 2003 bis Oktober 2004) durchschnittlich bei etwa 100 Asteroiden pro Tag lag.

Die Positionen Kleiner Planeten bilden die Grundlage für die Bestimmung ihrer orbitalen Parameter, welche die Voraussetzung für die Vorhersage von Positionen zu beliebigen Zeitpunkten sind. Solche Angaben sind für viele Bereiche der Astronomie von Belang. Bei der Verbesserung unseres Verständnisses über die Dynamik des Sonnensystems erlangen sie immer größere Bedeutung. Dort sind auch die Massen dieser Körper von Interesse, die sich auf indirektem Wege bspw. auch aus den Bahnen ableiten lassen. Weiterhin werden für die Festlegung von Flugbahnen interplanetarer Raumfahrzeuge Informationen über möglicherweise störende Asteroiden benötigt. Nicht zuletzt steht die Erforschung von Kleinplaneten auch in wirtschaftlichem Interesse, stellen sie doch eine umfangreiche Rohstoffquelle der Zukunft dar.

Die größten Anstrengungen werden allerdings seit Neuestem auf die Untersuchung des Risikos eines Asteroiden-Einschlages auf der Erde und die Auslotung von Möglichkeiten zu dessen Abwehr gelenkt. Für das Fortbestehen der menschlichen Zivilisation ist die Kenntnis gefährdender Asteroiden und geeigneter Gegenmaßnahmen von höchstem Interesse, denn die Frage ist nicht, ob sich ein Zusammenstoß ereignen wird, sondern wann.

Am 28. Oktober 2004 waren am *MPC*¹ der *IAU*² insgesamt 264'447 Asteroiden registriert. Abschätzungen, die im Rahmen der Planung für das Astrometrieprojekt *GAIA* erstellt wurden, gehen von einem Zuwachs von 100'000 bis 1'000'000 neu entdeckten Asteroiden mit Helligkeiten von $V \leq 20$ allein für die Dauer der Mission von 5 Jahren aus (Perryman, 2002). Gegenüberstellungen dieser Art lassen erahnen, wieviel Arbeit in den kommenden Jahren für die Erfassung von Asteroiden aufgewendet werden muss.

1.2 Follow-up-Beobachtungen — eine Notwendigkeit

Nach der Neuentdeckung eines Asteroiden sind stets weitere Beobachtungen erforderlich, um dessen orbitale Elemente zu bestimmen. Soll dazu der Gauß'sche Ansatz verwendet werden, sind zunächst drei Positionen nötig. Dieser Satz von Anfangsbahnelementen kann durch die

¹*MPC* = Minor Planet Center, Zentrum für die Erfassung und Verarbeitung weltweiter Beobachtungen Kleiner Planeten und Kometen

²*IAU* = Internationale Astronomische Union

Tabelle 1.1: Auswahl aktueller Programme zur Beobachtung von Kleinplaneten.

Kürzel	Volle Bezeichnung	Aktuelle Beobachtungsaktivitäten
LINEAR	Lincoln Near-Earth Asteroid Research	Suche nach erdnahen Objekten entlang der Ekliptik
EUNEASO	European Near Earth Asteroid Search Observatories	Follow-up-Beobachtungen von Asteroiden mit spezieller Betonung erdnahe Körper
NEAT	Near-Earth Asteroid Tracking	Entdeckung und Verfolgung erdnahe Asteroiden
Spacewatch	—	Suche nach erdnahen Objekten; Studien von Asteroiden; Studien zur Population von Asteroiden außerhalb der Jupiterbahn und zur Größe von Kernen kurzperiodischer Kometen
Spaceguard	—	Entdeckung, Beobachtung und Vermessung von erdnahen Objekten
LONEOS	Lowell Observatory Near-Earth Object Search	Entdeckung erdnahe Objekte
CSS	Catalina Sky Survey	Follow-up-Beobachtungen neu entdeckter, erdnahe Objekte

Hinzuziehung weiterer Positionen verbessert werden. Die Qualität der Ergebnisse wird dabei maßgeblich von drei Faktoren beeinflusst, nämlich

- dem Ausmaß der Messunsicherheiten bei der Positionsbestimmung,
- der Anzahl der Beobachtungen und
- der Länge des mit Beobachtungen abgedeckten Bahn Bogens.

Infolge dessen sind nach Neuentdeckungen immer längere Serien von Anschlussbeobachtungen (sog. Follow-up-Beobachtungen) mit möglichst hoher astrometrischer Güte anzustreben, um verlässliche Bahnparameter ableiten bzw. gar ein Verlorengehen des Asteroiden ausschließen zu können.

Bei der Bewegung eines Kleinplaneten um die Sonne handelt es sich nicht um ein ungestörtes Zwei-Körper-Problem, sondern es wirken auch die Massen aller anderen Körper des Sonnensystems, insbesondere die der großen Planeten, gravitativ auf das Objekt ein. Dies führt dazu, dass die Bahnparameter Störungen unterliegen. Mehr-Körper-Probleme lassen sich i. Allg. nur numerisch lösen. Gegenüber analytischen zeigt sich für numerische Verfahren allgemein jedoch eine starke Abhängigkeit der Ergebnisse von den (nicht genau bekannten) Anfangsbedingungen. Deshalb sind selbst für die Asteroiden, deren Bahnparameter einst sehr genau bestimmt worden sind, nach gewisser Zeit Follow-up-Beobachtungen nötig, um die hohe Qualität der orbitalen Elemente weiterhin gewährleisten zu können.

Eine Reihe von Beobachtungsprojekten beschäftigt sich neben der Neuentdeckung auch mit Follow-up-Beobachtungen von Kleinplaneten. Der Übersicht in Tab. 1.1 kann entnommen werden, dass sich der überwiegende Teil von ihnen der Gruppe der erdnahen Objekte widmet.

1.3 Astrometrisches Verfahren und aktuelle Situation

Zur Positionsbestimmung von Asteroiden können zwei unterschiedliche Verfahren eingesetzt werden, Radar- und optische Astronomie, wobei erstere lediglich für erdnahe Objekte in Frage kommen. Diese Arbeit beschäftigt sich ausschließlich mit optischen Beobachtungen, welche auch aufgrund des geringeren technischen Aufwandes weitaus mehr verbreitet sind.

Als Grundlage der optischen Positionsbestimmung von Asteroiden finden derzeit fast ausschließlich Aufnahmen mit CCD-Kameras³, im Folgenden kurz als CCD-Aufnahmen bezeichnet, Verwendung. In ihnen wird die Lage des Kleinplaneten relativ zu Referenzsternen bestimmt, die sich ebenfalls auf der Aufnahme befinden und deren Positionen bekannt sind. Dieses Vorgehen wird deshalb als differentielle Astrometrie bezeichnet.

Die erdgebundene optische Beobachtung von Asteroiden erfolgt hauptsächlich an kleinen bis mittleren Teleskopen mit Öffnungen bis etwa 1.5m. Meist verfügen diese Systeme nicht über adaptive Optik, so dass die maximale Auflösung durch die zur Beobachtung herrschende Luftunruhe begrenzt wird. Bestenfalls können somit Auflösungen von einigen 100mas, i. Allg. jedoch eher 1'' bis 3'', erreicht werden.

Sinnvolle maximale Belichtungszeiten werden neben den Eigenschaften der eingesetzten CCD-Kamera durch die scheinbare Geschwindigkeit des Asteroiden relativ zum Sternhintergrund vorgegeben, die von seiner Position relativ zur Erde sowie seiner Bewegungsrichtung und -geschwindigkeit abhängt. Eine Verlängerung der Aufnahmedauer ist nur in dem Maße hilfreich, solange sie das Signal/Rausch-Verhältnis (S/N) der Abbildung erhöht. Bewegt sich der Kleinplanet über das Maß der Auflösung hinaus, so fällt sein Licht auf andere Bereiche des CCD-Chips und trägt nicht mehr zur Steigerung des S/N bei. Daraus folgt, dass sich Asteroiden in üblichen CCD-Aufnahmen meist als sphärisch-symmetrische bis hin zu geringfügig ovalen Abbildungen manifestieren.

CCD-Aufnahmen liegen in digitaler Form vor. Das gebräuchlichste Datenformat ist FITS⁴, eine Kombination aus binärem Bilddatenteil und Parametern der Beobachtung in Klartext. Aber auch andere Formate werden eingesetzt, insbesondere dann, wenn sich damit höhere Kompressionsraten der Dateien erzielen lassen. Aufgrund ihrer digitalen Verfügbarkeit können CCD-Aufnahmen praktisch direkt einem elektronischen Datenverarbeitungssystem zugeführt werden, ohne dass vorher manuelle Eingriffe nötig sind. Darüber hinaus ist für Follow-up-Beobachtungen von Asteroiden aus verschiedenen Gründen (siehe Abschnitt 1.4) ein vollautomatischer Ablauf der Auswertung — vom Lesen der Aufnahme bis zur Ausgabe der Ergebnisse — erstrebenswert.

Für die Durchführung der Berechnungen zur differentiellen Astrometrie von Kleinplaneten existiert bereits eine Reihe von Softwarepaketen. Oft handelt es sich dabei um Einzellösungen, welche die Observatorien selbst entwickeln, um ihren Gegebenheiten (Standort, Teleskop, Filter, CCD-Kamera etc.) und Ansprüchen an die Ergebnisse zu genügen. Der Einsatz von Makrobefehlssprachen stellt dabei einen Weg dar, der insbesondere von größeren Observatorien häufig beschritten wird. Solche Systeme bieten Funktionen an, mit denen umfangreiche Schritte der Bearbeitung von Aufnahmen komplett abgedeckt werden. Ein potentieller Anwender muss lediglich die einzelnen Funktionen entsprechend seinen Anforderungen und Gegebenheiten miteinander koppeln. Das derzeit führende System dieser Art in puncto Bildverarbeitung ist IRAF⁵. Allerdings sind umfassende Kenntnisse der Makrobefehlssprache sowie der geeignetsten Funktionen Voraussetzungen für die Erfüllung höchster Ansprüche.

Seit Beginn der Nutzung der CCD-Technik in der Astronomie sind jedoch auch einige Computerprogramme im klassischen Sinn, speziell für Zwecke der differentiellen Astrometrie, ge-

³CCD = Charge Coupled Device: Mikroelektronisches Bauteil, das aus einzelnen lichtempfindlichen Zellen besteht, die in der Lage sind, Ladungen zu sammeln und an ihre Nachbarzelle weiterzugeben.

⁴FITS = Flexible Image Transport System

⁵IRAF = Image Reduction and Analysis Facility, ein Produkt der National Optical Astronomy Observatories (NOAO) der USA (<http://iraf.noao.edu>).

schaffen worden. Da sie meist unabhängig von einem bestimmten Beobachtungssystem entwickelt wurden, sind sie allgemein gültiger als die Makroprogramme. Das *MPC* empfiehlt auf seiner Internetseite demzufolge auch neuen Beobachtern den Einsatz solcher Programme (MPC, 2004). Allerdings sind die wenigsten dieser Anwendungen in der Lage, den gesamten Vorgang der Positionsmessung tatsächlich vollautomatisch auszuführen. Oft sind nur wenige Handgriffe erforderlich. Sie verhindern jedoch, dass das System selbstständig arbeiten kann. Weiterhin sind manche Programme stark generalisiert und lassen sich nicht an spezielle Gegebenheiten anpassen. Das jedoch ist die Voraussetzung, um optimale Ergebnisse zu erzielen.

1.4 Ziele dieser Arbeit

Die routinemäßige Auswertung von Follow-up-Beobachtungen Kleiner Planeten sollte aus folgenden Gründen vollautomatisch ablaufen:

- Verringerung des manuellen Arbeitsaufwandes, insbesondere in Anbetracht der Vielzahl von Aufnahmen, die bei derartigen Projekten i. Allg. zu verarbeiten sind
- Ausschluss von Bedienungsfehlern
- Vollständige Reproduzierbarkeit und damit Objektivierung der Ergebnisse
- Möglichkeit der Auswertung direkt im Anschluss an die Beobachtung und dadurch anhand der Fehlermaße die Chance zur Abschätzung, ob weitere Aufnahmen desselben Objektes erforderlich sind
- Beschleunigung des Auswertevorganges

Ziel dieser Arbeit ist es, ein konsistentes Schema für differentielle Positionsbestimmungen von Asteroiden auf CCD-Aufnahmen zu schaffen. Als hauptsächliches Anwendungsgebiet stehen dabei Follow-up-Beobachtungen Kleiner Planeten im Vordergrund der Betrachtung. Das Verfahren soll universell sein, d.h. es soll sich an möglichst viele Gegebenheiten anpassen lassen und das Genauigkeitspotential der Aufnahme weitgehend ausschöpfen. Das schließt ein, dass möglichst alle auf CCD-Beobachtungen und Positionsmessungen wirkenden systematischen Einflüsse erfasst und berücksichtigt werden müssen. Außerdem sollte die Wirkungsweise unvermeidbarer zufälliger Faktoren bekannt sein, um Aussagen über die erzielten Genauigkeiten treffen zu können.

Weiterhin ist anhand zu entwickelnder Software die Wirksamkeit des Auswerteverfahrens zu demonstrieren. Das Programm soll automatisch ablaufen, so dass die o.a. Vorteile voll ausgeschöpft werden.

Kapitel 2

Verfahren der CCD-Astrometrie

Das folgende Kapitel gibt zunächst eine generelle Übersicht über die Bearbeitungsschritte, die zur differentiellen Positionsbestimmung von Asteroiden auf CCD-Aufnahmen benötigt werden. Später werden die einzelnen Algorithmen detailliert behandelt.

In Abb. 2.1 ist das Schema des gesamten Auswerteprozesses der CCD-Aufnahmen skizziert. Bei der Vorverarbeitung (Abschnitt 2.1) werden verschiedene systematische Effekte beseitigt, die in den Eigenschaften der CCD-Technik begründet sind.

Danach erfolgt die Erkennung von Objekten in der Aufnahme (Abschnitt 2.2), d.h. die Detektion von Pixelverbänden, die sich vom allgemeinen Hintergrund abheben. Natürlich ist dafür eine genaue Kenntnis des Hintergrundes erforderlich. Von den gefundenen Objekten sind diejenigen auszuwählen, für die eine Bildpositionsmessung lohnt. Für die differentielle Astrometrie von Asteroiden sind ausschließlich die Bildpositionen derselben sowie von geeigneten Referenzsternen interessant. Abgesehen von Artefakten wie nicht erfassten heißen Pixeln oder Abbildungen, die aus dem Auftreffen hochenergetischer Partikel der kosmischen Strahlung resultieren (sog. „Cosmics“), sind auch Galaxien und große Planeten aufgrund ihrer meist flächenhaften Ausdehnung und damit i. Allg. schlecht definierten Zentren nicht brauchbar.

Nach erfolgter Auswahl kann nun die eigentliche Messung der Zentren der Objektabbildungen vor sich gehen (Abschnitt 2.3). Dabei wird die Punktübertragungsfunktion (PÜF) des Systems durch Modelle approximiert, deren Parameter dann mittels Ausgleichung bestmöglich angepasst werden, so dass im Ergebnis die Summe der Residuenquadrate zwischen Modell und Abbildung minimal wird. Im Zuge dessen sind für die Modellparameter Näherungswerte erforderlich, die vorher aus den Abbildungen ermittelt werden müssen. Nach der Messung liegen die Bildpositionen der Referenzsterne und des Asteroiden, in dieser Arbeit auch als „Neupunkt“ oder „Zielobjekt“ bezeichnet, vor.

Einem geeigneten Referenzsternkatalog werden nun in einem Ausschnitt rund um die Aufnahmezeit potentielle Referenzpositionen entnommen und auf den Beobachtungszeitpunkt reduziert (Abschnitt 2.4). Dabei müssen insbesondere Aspekte der Refraktion Berücksichtigung finden. Die anschließende Zuordnung von Katalogobjekten und Bildobjekten (Abschnitt 2.5) ermöglicht schließlich die Rekonstruktion der Projektionsparameter wie Maßstab, Bildfeldrotation etc. Dazu müssen die Koeffizienten einer entsprechenden Transformationsbeziehung, die auch als Plattenkonstanten¹ bezeichnet werden, per Ausgleichung bestimmt werden (Abschnitt 2.6).

Ist schließlich die Transformationsbeziehung bekannt, können die gemessenen Bildkoordinaten des Neupunktes in das System der Referenzkoordinaten überführt werden. Wegen der vorherigen Reduktion liegen Letztere allerdings als scheinbare Koordinaten zum Beobachtungszeitpunkt vor, so dass die Position des Neupunktes einer Reduktion auf ein Referenzsystem unterzogen werden muss (Abschnitt 2.7), damit sie unabhängig von der Beobachtung einsetzbar ist.

¹Der Begriff „Plattenkonstante“ ist historisch bedingt. Früher wurden für astrometrische Beobachtungen Fotoplatten — mit lichtempfindlicher Emulsion beschichtete Glasplatten — verwendet.

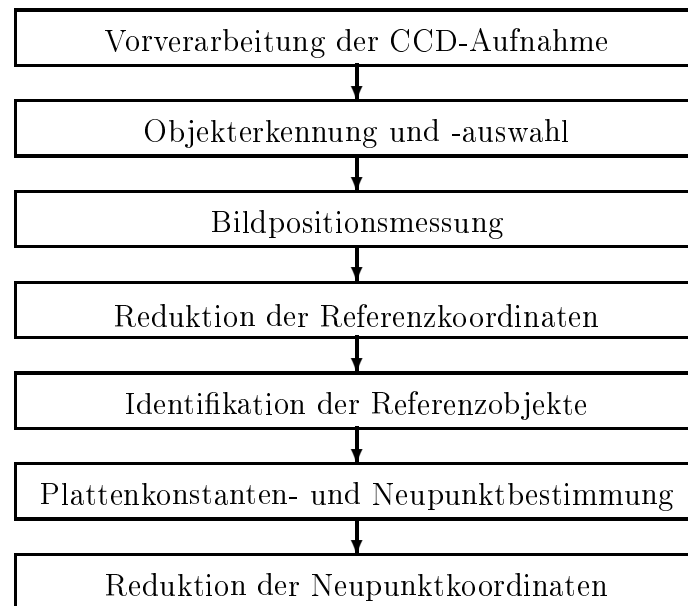


Abbildung 2.1: Ablauf der differentiellen astrometrischen Auswertung von CCD-Aufnahmen.

2.1 Vorverarbeitung der CCD-Aufnahme

Seit der Erfindung der ersten CCDs im Jahr 1970 hat die CCD-Technologie stark von der hohen Entwicklungsgeschwindigkeit der Rechentechnik und dem damit verbundenen Streben nach immer kleineren und komplexeren mikroelektronischen Bauteilen profitiert. Astronomische Beobachtungen auf der Basis von CCD-Detektoren haben spätestens seit Mitte der 1990er Jahre die bis dahin üblichen fotografischen Aufnahmen abgelöst. Die größten Vorteile gegenüber der konventionellen Technik liegen in der wesentlich höheren Quanteneffizienz, der Linearität der fotometrischen Kennlinie und der Tatsache, dass CCD-Aufnahmen praktisch sofort in digitaler Form verfügbar sind. Der anfangs vorhandene Nachteil der wesentlich kleineren Bildfelder verliert durch die Verfügbarkeit immer größerer CCD-Matrizen — für astronomische Zwecke sind z.Zt. 4096×4096 Pixel üblich, maximal wurden monolithisch bereits 9216×9216 Pixel mit einer gesamten Kantenlänge der Matrix von $80.6\text{mm} \times 80.6\text{mm}$ erreicht (Matthews, 1998) — mehr und mehr an Bedeutung. Überdies finden auch in der Astronomie zunehmend mosaikartige Anordnungen von CCDs Verwendung, mit denen das verfügbare Bildfeld weiter vergrößert werden kann.

Bei der Verwendung von CCDs für die Gewinnung astrometrischer Aufnahmen treten einige vorrangig technologisch bedingte, systematische und zufällige Effekte auf, die das Bildsignal verfälschen. Die systematischen Anteile sind, soweit sie sich negativ auf die differentielle Positionsbestimmung auswirken, vor der weiteren Bearbeitung der Aufnahme zu korrigieren.

2.1.1 Systematische Einflüsse

Darkfield

In den Pixeln eines CCDs entstehen nicht nur aufgrund des inneren lichtelektrischen Effektes Ladungen, sondern auch aufgrund von Wärme. Weil solche Ladungen auch ohne Lichteinfall entstehen, werden sie als Dunkelladungen bezeichnet. Mit steigender Temperatur nimmt die Dunkelladungsrate exponentiell zu und verdoppelt sich bei einer Temperaturzunahme von etwa 7K. Die Gesamtanzahl der in einem Pixel gesammelten Dunkelladungen hängt jedoch auch linear von der Zeitspanne zwischen zwei Auslesevorgängen ab. Bei den für astronomische Anwendungen üblichen langen Belichtungszeiten würde das sehr schnell zu einer Sättigung der Pixel eines CCDs führen, weil die Kapazität eines Bildelementes begrenzt ist. Deshalb wer-

den die CCDs in diesem Fall gekühlt. Die Generierung von Dunkelladungen ist, bis auf einen kleinen Rest, der als thermisches Rauschen bezeichnet wird (siehe Abschnitt 2.1.2), weitgehend systematisch. Das heißt, unter gleichen Bedingungen (Temperatur und Dauer zwischen zwei Auslesevorgängen des CCDs) entsteht in jedem Pixel wieder nahezu dieselbe Anzahl von Dunkelladungen. Auf dieser Grundlage erfolgt auch die Korrektur dieses Effektes bei astronomischen CCD-Aufnahmen. Es wird eine zur Aufnahme in Belichtungszeit und CCD-Temperatur identische Referenzaufnahme bei völliger Abdunkelung des lichtempfindlichen Bereiches erzeugt (Darkfield) und, da es sich um einen additiven Effekt handelt, von der tatsächlichen Aufnahme Pixel für Pixel subtrahiert (Darkfield-Korrektur). Um Rauscheffekte und andere zufällige Einflüsse (wie z.B. das Auftreffen von Cosmics auf das CCD) weitgehend zu unterdrücken, wird i. Allg. ein aus mehreren einzelnen Darkfields median-gemitteltes, ein sog. Master-Darkfield, zur Korrektur verwendet.

Bias

Ein weiterer Effekt, der die Grauwerte einer CCD-Aufnahme additiv beeinflusst, ist der Nullpunkt des Ausleseverstärkers. Allen Pixeln wird dadurch ein Grundwert vorgegeben, der nicht durch tatsächliche Ladungen verursacht wurde. Dieser Effekt wird als Bias bezeichnet. Da jedoch Darkfields durch dasselbe Bias-Signal beeinflusst werden, ist eine gesonderte Behandlung nach einer Darkfield-Korrektur nicht erforderlich.

Flatfield

Die Lichtempfindlichkeit der Pixel variiert i. Allg. leicht über das gesamte CCD-Feld aufgrund lokal unterschiedlicher Eigenschaften des Siliziums, das für die Produktion verwendet wurde. Dieser Effekt wirkt sich multiplikativ auf die durch die Pixelgrauwerte repräsentierten tatsächlichen Helligkeiten aus. Durch die Aufnahme einer gleichmäßig ausgeleuchteten Fläche wird ein entsprechendes Korrekturbild (Flatfield) erzeugt, das diese Sensitivitätsunterschiede widerspiegelt. Um Empfindlichkeitsverhältnisse zu erhalten, werden die Grauwerte der Pixel des Flatfields durch das arithmetische Mittel aller Grauwerte dividiert. Die Korrektur der originalen Aufnahme erfolgt dann durch Division jedes einzelnen Pixelgrauwertes durch sein Empfindlichkeitsverhältnis (Flatfield-Korrektur). Da auch auf Flatfields thermische Einflüsse wirken, müssen sie vor ihrer Verwendung ebenfalls einer Darkfield-Korrektur unterzogen werden. Die Flatfield-Korrektur beseitigt nicht ausschließlich Sensitivitätsunterschiede der einzelnen Pixel, sondern auch andere Einflüsse, die sich genauso auswirken, wie Staub im Strahlengang des Teleskops, Vignettierung des Bildfeldes u.ä.

Defekte CCD-Pixel

Auf nahezu allen CCD-Matrizen gibt es Pixel, die sich aufgrund eines nicht perfekten Fertigungsvorganges völlig anders als ihre Nachbarpixel verhalten. Entweder weisen sie eine extrem hohe Dunkelladungsrate auf, so dass sie trotz Kühlung nach kürzester Zeit gesättigt sind (heiße Pixel) oder sie sind weitgehend bis vollständig unempfindlich gegenüber Licht (kalte Pixel). Gelegentlich können sogar ganze Spalten einer CCD-Matrix defekt sein. Da solche Pixel die zu ermittelnden Bildpositionen der Objekte erheblich verfälschen können, sind sie aus dem Messprozess auszuschließen. Eine solche Vorgehensweise ist üblich, sofern zur Positionsbestimmung — wie in dieser Arbeit dargestellt — ein PÜF-Modell (Abschnitt 2.3) eingesetzt wird. Werden hingegen Lichtschwerpunkte (siehe Gl. 2.7) als Objektzentren verwendet, was in anderen astrometrischen Programmen häufig der Fall ist, so ist ein Ausschluss defekter Pixel nicht möglich. Aber auch die Erkennung zusammenhängender Pixelverbände als Objekt erfordert, dass defekte Pixel einen zu ihren unmittelbaren Nachbarn passenden Wert aufweisen. Beispielsweise kann ein durch eine defekte Spalte aus kalten Pixeln in zwei Teile zerschnittenes

Objekt nicht durch den in Abschnitt 2.2.2 beschriebenen Algorithmus als Einzelobjekt erkannt werden. Allein aus diesem Grund sind als Korrektur die Grauwerte der defekten Pixel durch das arithmetische Mittel der Grauwerte ihrer maximal acht umgebenden funktionierenden Pixel zu ersetzen.

Ladungstransfereffizienz

Beim Auslesen eines CCDs werden die Ladungen sequentiell von Pixel zu Pixel weitergegeben, bis sie den Ausleseverstärker erreichen. Dabei bleiben in jedem durchlaufenen Pixel einige Ladungen des ursprünglichen Signals zurück, die dann zu denen des nachfolgenden Pixels hinzukommen. Das Vermögen eines CCDs, Ladungen weiterzugeben, wird als Ladungstransfereffizienz (Englisch: charge transfer efficiency, CTE) bezeichnet. Sie liegt für aktuelle CCDs bei 99.999% pro Takt oder darüber (Anm.: Für die Übertragung von einem Pixel zum nächsten können, abhängig von der Architektur des CCD, mehrere Takte nötig sein). Der auf den ersten Blick beruhigend hohe Wert täuscht, wenn in Betracht gezogen wird, dass bei den großen Matrixdimensionen sehr viele Verschiebungen notwendig sind. Bei einer Matrix mit 4096×4096 Pixeln und 2-Takt-Steuerung sind bis zu 16384 Transfers nötig, was bei o.a. CTE für die am häufigsten verschobene Ladung einen Verlust von 15% hervorruft.

Für die differentielle Astrometrie ist die CTE insofern bedeutsam, als sie die Zentren der Abbildungen in Abhängigkeit von der Position auf der Aufnahme geringfügig entgegen der Ausleserichtung verschiebt. Das Ausmaß dieses Effektes ist allerdings auch abhängig von der Anzahl der in den Objektpixeln gesammelten Ladungen. Der allen Objekten gemeinsame Anteil an Ladungen (Grundintensität) äußert sich in einer Änderung der Bildmaßstäbe in beiden Koordinatenrichtungen. Die Beträge der Änderungen müssen nicht zwangsläufig gleich groß sein, weil die CTE in beiden Koordinatenrichtungen durchaus unterschiedlich sein kann (Winter, 1999). Durch eine geeignete Wahl des Transformationspolynoms bei der Plattenkonstantenbestimmung (Abschnitt 2.6) können diese Maßstabsänderungen jedoch aufgefangen werden.

2.1.2 Zufällige Einflüsse

Der Vollständigkeit halber sind nachfolgend die zufälligen Einflüsse angeführt, die bei der Verwendung eines CCD-Detektors auftreten. Naturgemäß lassen sich diese allerdings nicht korrigieren:

- Thermisches Rauschen. Die Anzahl der in einem Pixel aufgrund von Wärme generierten Ladungen ist nicht absolut konstant, sondern abhängig vom mittleren Niveau seiner Dunkelladung (vgl. in Abschnitt 2.1.1 Dunkelladung als systematischer Effekt).
- Variationen der Transfereffizienz in Abhängigkeit von der Anzahl der zu transportierenden Ladungen sowie der Anzahl der Transfers und der für das CCD spezifizierten Transfereffizienz.
- Ausleserauschen des auf dem CCD-Chip vorhandenen Vorverstärkers. Eine starke Reduktion dieses Effektes ist über spezielle mikroelektronische Schaltungen möglich (*correlated double sampling*).
- Quantisierungsrauschen des Analog-Digital-Wandlers. Es entspricht dem Rundungsfehler beim Zuordnen der analogen Signale zu digitalen Schritten und kann durch Erhöhung der Anzahl Letzterer niedrig gehalten werden.
- Photonenrauschen der Lichtquelle. Die Aussendung von Photonen folgt einer Poisson-Verteilung. Hierbei handelt es sich nicht um eine Eigenart des CCD, sondern ausschließlich der Lichtquelle.

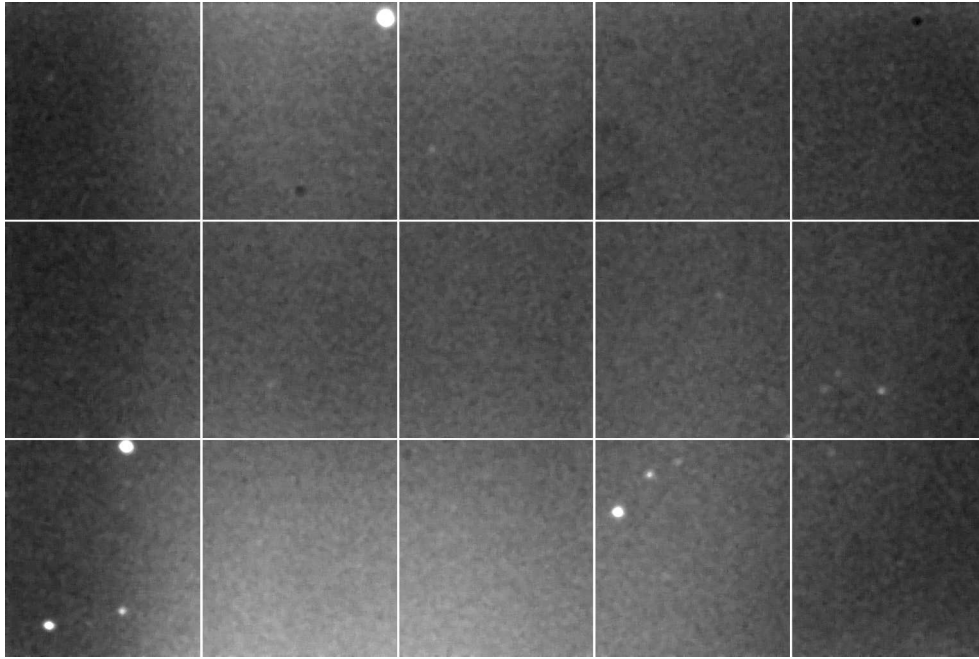


Abbildung 2.2: Lokale Hintergrundhelligkeiten: Aufnahmesektorierung. Beispiel der Sektorierung einer CCD-Aufnahme zur Bestimmung der lokalen Hintergrundhelligkeiten. Diese Aufnahme wurde nicht flatfield-korrigiert und weist deshalb große Helligkeitsgradienten auf.

Für weiterführende Informationen wird auf Buil (1991) verwiesen.

Während für die Positionsbestimmung heller Objekte das Photonenrauschen maßgeblich ist, unterliegen die Bildkoordinaten schwacher Objekte stärker den übrigen Einflüssen (Winter, 1999).

2.2 Objekterkennung, -eigenschaften und -auswahl

Das Ziel des Objekterkennungsalgorithmus ist die Unterscheidung zwischen tatsächlichen Abbildungen und dem Hintergrund einer CCD-Aufnahme nur anhand der Grauwerte der einzelnen Pixel. Die meisten Verfahren bedienen sich zu diesem Zweck eines Schwellwertes, der die Grenze zwischen Signal und Rauschen festlegt. Für die reine Erkennung ist es zunächst unerheblich, um welche Art Objekt es sich tatsächlich handelt, Stern, Asteroid, Galaxis oder auch nur ein Artefakt aufgrund hochenergetischer kosmischer Strahlung (Cosmic) usw. Für die gefundenen Objekte werden danach geeignete abbildungsbeschreibende Parameter bestimmt, anhand derer schließlich eine Unterscheidung möglich ist. Außerdem eignen sich diese Parameter als Näherungswerte für die letztendliche Positionsbestimmung mit Hilfe von PÜF-Modellen.

2.2.1 Bestimmung von Hintergrundhelligkeit und -rauschen

Die Helligkeit des Hintergrundes einer CCD-Aufnahme kann aus verschiedenen Gründen variieren. Exemplarisch seien an dieser Stelle Fremdluchteinfluss während der Beobachtung bzw. unzureichende oder fehlende Flatfield-Korrekturen genannt. Deshalb wird die Hintergrundhelligkeit üblicherweise als Funktion des Pixels mit den Koordinaten (x, y) dargestellt und dann als lokale Hintergrundhelligkeit $B_L(x, y)$ bezeichnet. Zur Etablierung dieses funktionellen Zusammenhangs wird zunächst die gesamte Aufnahme in Sektionen unterteilt (Abb. 2.2), deren Anzahl vom Ausmaß der Zergliederung in unterschiedlich helle Bereiche abhängt und im Einzelfall abgeschätzt werden muss. Die Obergrenze wird durch die Forderung bestimmt, dass innerhalb der einzelnen Sektionen die Anzahl der zum Hintergrund zählenden Pixel deutlich

über der Anzahl der zu den Objekten zählenden liegen sollte.

Die nun folgende Bestimmung der mittleren Hintergrundhelligkeit B_S sowie des -rauschens σ_{B_S} innerhalb einer Sektion erfordert ein Histogramm, das die Abhängigkeit der Anzahl q der Pixel von den in ihr vorkommenden Graustufen g widerspiegelt. In ihm werden iterativ über

$$\begin{aligned} B_S &= \frac{\sum_{i=a}^b g_i q_i}{\sum_{i=a}^b q_i} \quad \text{und} \\ \sigma_{B_S} &= \sqrt{\frac{\sum_{i=a}^b g_i^2 q_i}{\sum_{i=a}^b q_i} - B_S^2} \quad \text{mit} \\ a &= B_S - n\sigma_{B_S} \quad \text{und} \\ b &= B_S + n\sigma_{B_S} \end{aligned} \tag{2.1}$$

die Intervallgrenzen a und b solange verschoben, bis sich die Hintergrundhelligkeit und das -rauschen nicht mehr verändern. Die Variable i fungiert dabei als Zähler. Zu Beginn der Iteration wird a auf den kleinsten und b auf den größten vorkommenden Grauwert gesetzt. Für den Faktor n wird i. Allg. der Wert 3 verwendet. Damit ist sicher gestellt, dass 99,7% der Werte im Intervall $[a, b]$ tatsächlich zum Hintergrund gehören.

Kann die Forderung nach deutlich mehr Hintergrundpixeln als Objektpixel in einer Sektion aufgrund hoher Objektdichten (z.B. im Bereich von Sternhaufen) nicht erfüllt werden, so ist die in Gl. 2.1 dargestellte alleinige Verwendung eines arithmetischen Mittels der Grauwerte im Intervall $[a, b]$ für B_S nicht mehr repräsentativ. Stattdessen wird zusätzlich der Median aller Grauwerte der Pixel dieses Intervalls zur Berechnung von B_S herangezogen. Die mittlere Hintergrundhelligkeit wird dann mit der Beziehung

$$B_S = k_1 \text{MEDIAN} - k_2 \text{MITTEL} \tag{2.2}$$

bestimmt. In dem häufig eingesetzten Programm *DAOPHOT* von Stetson (1987) besitzen die beiden Konstanten k_1 und k_2 die Werte 3 bzw. 2. Empirische Untersuchungen im Zuge der Entwicklung des Programmes *SExtractor* des ESO (Bertin & Arnouts, 1996) ergaben jedoch bessere Ergebnisse für $k_1 = 2.5$ und $k_2 = 1.5$. Hervorgehoben werden soll jedoch an dieser Stelle, dass die Berechnung der mittleren Hintergrundhelligkeit einer Sektion mit Hilfe von Gl. 2.2 nur als Notlösung anzusehen ist, weil die Ergebnisse etwa um 30% unsicherer sind als unter normalen Umständen mit Gl. 2.1 (Bertin & Arnouts, 1996).

Aus den auf diese Weise gefundenen mittleren Hintergrundhelligkeiten für die einzelnen Sektionen lassen sich nun über eine zweidimensionale Spline-Interpolation für jedes beliebige Pixel Schätzungen der lokalen Hintergrundhelligkeit errechnen. Für die Bestimmung der Werte $B_L(x, y)$ eignet sich bspw. ein bikubischer Spline. Details dazu können dem Buch *Numerical Recipes* (Press et al., 1995, S.127) entnommen werden. Abgeleitet aus den 15 Sektionen in Abb. 2.2 ist in Abb. 2.3 das Ergebnis einer solchen Interpolation dargestellt. Die dort veranschaulichte zweidimensionale Verteilung der lokalen Hintergrundhelligkeiten wird im Folgenden als Hintergrundkarte bezeichnet. Illustrativ zeigt Abb. 2.4 ein Differenzbild der Aufnahme und der Hintergrundkarte. Deutlich ist dort die Reduktion der Helligkeitsunterschiede des Hintergrundes festzustellen.

Für die Bestimmung des Hintergrundrauschens könnte prinzipiell ebenfalls eine Spline-Interpolation zum Einsatz kommen, um lokale Schwankungen besser wiederzugeben. Eine empirische Untersuchung erbrachte allerdings nur eine sehr geringe Schwankungsbreite dieses Parameters, so dass ein solcher Aufwand nicht gerechtfertigt erscheint. Stattdessen kann entweder das arithmetische Mittel aller σ_{B_S} zum Einsatz kommen oder besser ein neuer Wert σ_B aus einem Histogramm der gesamten Aufnahme analog Gl. 2.1 abgeleitet und verwendet werden. Letztere Vorgehensweise führt zwar zwangsläufig zu größeren Rauschwerten, orientiert sich jedoch nicht an den gewählten Sektionsgrößen und macht deshalb den Objekterkennungsvorgang (vgl. Abschnitt 2.2.2) robuster.



Abbildung 2.3: Lokale Hintergrundhelligkeiten: Extrahierter Hintergrund. Mittels bikubischer Spline-Interpolation aus Abb. 2.2 abgeleitete Hintergrundhelligkeitsverteilung.



Abbildung 2.4: Lokale Hintergrundhelligkeiten: Ergebnisvisualisierung. Zur Visualisierung der Qualität der Hintergrundhelligkeitsverteilung aus Abb. 2.3 ermitteltes Differenzbild aus Abb. 2.2 und Abb. 2.3. (Zur Vermeidung negativer Grauwerte wurde vor der Differenzbildung ein konstanter Offset zur Aufnahme aus Abb. 2.2 addiert.)

2.2.2 Objekterkennung mit dem Zeilenkoinzidenzalgorithmus

Die Suche nach Objekten in der Aufnahme basiert auf einem Zeilenkoinzidenzalgorithmus. Zu diesem Zweck muss zunächst entschieden werden, ob der Grauwert eines bestimmten Pixels ein tatsächliches Signal oder den Himmelshintergrund repräsentiert. Aus den in Abschnitt 2.2.1 ermittelten Werten für den lokalen Himmelshintergrund $B_L(x, y)$ und das Rauschen σ_B wird für jedes Pixel ein individueller Schwellwert $T(x, y)$ über

$$T(x, y) = B_L(x, y) + n\sigma_B \quad (2.3)$$

bestimmt. Als Faktor n wird i. Allg. der Wert 3 eingesetzt. Bei Aufnahmen, die ein sehr geringes Signal/Rausch-Verhältnis aufweisen, kann dieser Wert allerdings zu hoch sein und muss im Einzelfall entsprechend angepasst werden.

Mit Hilfe des Schwellwertes lässt sich die Aufnahme jetzt theoretisch in ein Binärbild aus Objekt- und Hintergrundpixeln zerlegen. Der Zeilenkoinzidenzalgorithmus sucht in diesem Binärbild nach zusammenhängenden Pixelverbänden, wobei als zusammenhängend jeweils nur übereinander bzw. nebeneinander liegende Pixel angesehen werden, nicht aber diagonale Anordnungen. Mit dieser Bedingung lassen sich unmittelbar benachbarte runde bzw. ovale² Objekte gut trennen.

Im Folgenden sind Bezeichnungen wie „rechts“ oder „unten“ auf die zweidimensionale Anordnung der Pixel in einer Aufnahme bezogen und dienen lediglich der Orientierung. Der Algorithmus arbeitet nach folgendem Schema:

1. Nächste Zeile (nach unten).
2. Nächstes Pixel (nach rechts).
3. Entscheidung: Falls das aktuelle Pixel kein Objektpixel ist, weiter mit Punkt 5.
4. Untersuchung des oberhalb und links des aktuellen Objektpixels liegenden Nachbarpixels und Auswahl eines der vier Fälle:
 - Hat das aktuelle Pixel weder einen linken noch einen oberen Nachbarn, der ebenfalls ein Objektpixel ist, so bekommt es eine neue Pixelverbandsnummer zugewiesen (Abb. 2.5a).
 - Hat das aktuelle Pixel lediglich einen linken Nachbarn, der ebenfalls ein Objektpixel ist, so bekommt es dessen Pixelverbandsnummer zugewiesen (Abb. 2.5b).
 - Hat das aktuelle Pixel lediglich einen oberen Nachbarn, der ebenfalls ein Objektpixel ist, so bekommt es dessen Pixelverbandsnummer zugewiesen (Abb. 2.5c).
 - Hat das aktuelle Pixel sowohl einen oberen als auch einen linken Nachbarn, die ebenfalls Objektpixel sind, so bekommt es die Pixelverbandsnummer des oberen Objektpixels zugewiesen. Außerdem werden die Pixelverbandsnummer des linken und oberen Nachbarn in einer Zusammenlegungsliste vermerkt (Abb. 2.5d).
5. Entscheidung: Falls die aktuelle Zeile ein weiteres Pixel rechts neben dem aktuell betrachteten besitzt, weiter mit Punkt 2.
6. Entscheidung: Falls die Zusammenlegungsliste leer ist, weiter mit Punkt 8.
7. Pixelverbandsnummern der aktuellen Zeile lesen und ehemals linke durch zugehörige obere Pixelverbandsnummern aus der Zusammenlegungsliste ersetzen (Abb. 2.5e).

²Unter „oval“ wird in dieser Arbeit die geometrische Form verstanden, welche sich durch Ersetzen der kürzeren Seiten eines Rechtecks mit nach außen weisenden Halbkreisen des Durchmessers entsprechend der kürzeren Seitenlänge ergibt (\bigcirc).

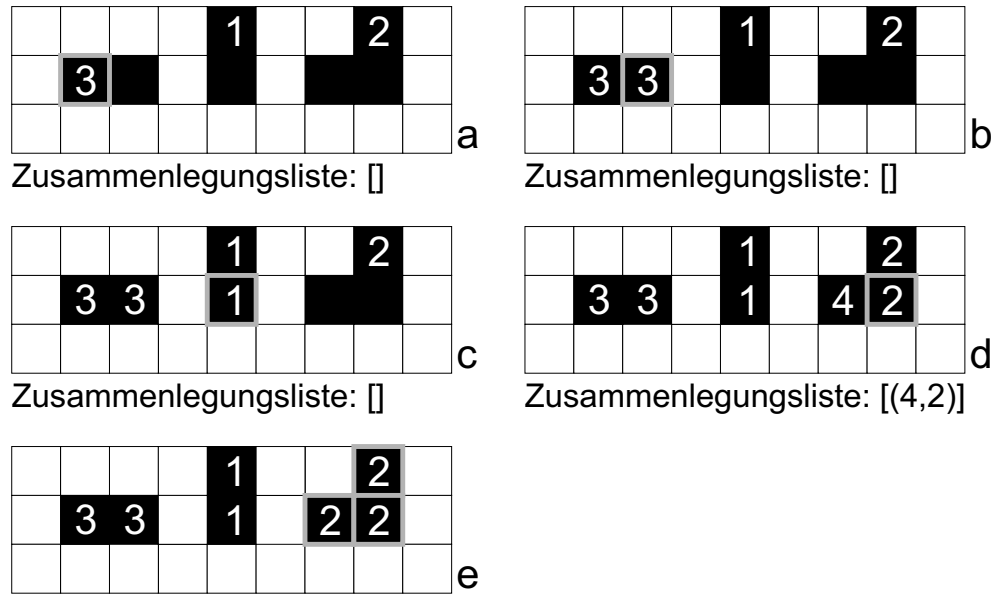


Abbildung 2.5: Zeilenkoinzidenzalgorithmus. Pixel werden von links nach rechts und Zeilen von oben nach unten abgearbeitet. Bei dunklen Pixeln ist der Grauwert größer als der Schwellwert (Objektpixel). Das aktuell betrachtete Objektpixel besitzt eine graue Umrandung. Die Nummern bezeichnen die zusammengehörigen Pixelverbände. Die Bilder a bis d stellen die vier möglichen Entscheidungsfälle für die Vergabe der Pixelverbandsnummer dar (siehe Text). Bild e zeigt die Abarbeitung der Zusammenlegungsliste.

8. Entscheidung: Falls die Aufnahme weitere Zeilen unter der aktuell betrachteten besitzt, weiter mit Punkt 1.

Als Ergebnis dieses Algorithmus kann die Zugehörigkeit eines Pixels zu einem Objekt an seiner Pixelverbandsnummer abgelesen werden. Problematisch ist, dass benachbarte Objekte (z.B. Doppelsterne), deren Grauwertverteilungen ineinander verlaufen, mit diesem Verfahren als ein einziges Objekt erkannt werden. Falls es nötig wäre, könnte deren Trennung in einem späteren Schritt erfolgen. Allerdings sollte für Zwecke der differentiellen Astrometrie von Asteroiden ohnehin auf die Verwendung derartiger Abbildungen als Referenzpunkte verzichtet werden, da eine genaue Positionsbestimmung der einzelnen Komponenten nur mit sehr hohem Aufwand möglich ist, und das Verfahren aufgrund der i. Allg. auf der Aufnahme vorhandenen Vielzahl „problemloser“ Objekte nicht auf deren Einbeziehung angewiesen ist.

2.2.3 Eigenschaften der Abbildung

Für die mit Hilfe des Zeilenkoinzidenzalgorithmus aus Abschnitt 2.2.2 erkannten Objekte werden nun Parameter bestimmt, welche die Abbildung charakterisieren. Das ist nötig, um einerseits eine Einordnung der gefundenen Objekte in eine Klasse vornehmen zu können und andererseits Näherungswerte für die letztendliche Positionsbestimmung (Abschnitt 2.3) zu erhalten. Im Folgenden stellt Φ die Länge einer Liste aller zu einem Objekt gehörenden Pixel dar, die deren Koordinaten (x, y) und zugehörige Grauwerte $g(x, y)$ beinhaltet.

Flächenschwerpunkt

Der Flächenschwerpunkt (x_{AR}, y_{AR}) der Objektabbildung stellt eine erste grobe Näherung für deren Zentrum dar. Im Idealfall sollten er und die am Ende ermittelte tatsächliche Position eines symmetrischen Objektes bis auf geringe Klaffungen übereinstimmen. Eine Ausnahme bilden hier allerdings Aufnahmen mit groben Bildmaßstäben, in denen die Sampling-Bedingungen

nicht mehr erfüllt sind (Unterabtastung). In allen anderen Fällen kann die Differenz zwischen dem über

$$\begin{aligned} x_{AR} &= \frac{\sum_{i=1}^{\Phi} x_i}{\Phi} \quad \text{und} \\ y_{AR} &= \frac{\sum_{i=1}^{\Phi} y_i}{\Phi} \end{aligned} \quad (2.4)$$

definierten Flächenschwerpunkt und der später ermittelten Position als Maß für die Qualität der Abbildung herangezogen werden.

Lokaler Hintergrund

Mit den Koordinaten des Flächenschwerpunktes wird aus der in Abschnitt 2.2.1 beschriebenen zweidimensionalen Hintergrundhelligkeitsverteilung ein lokaler Hintergrundwert

$$B_{Est} = B_L(x_{AR}, y_{AR}) \quad (2.5)$$

für das gesamte Objekt interpoliert. Er geht als Näherungswert in die spätere Ausgleichung der Parameter des PÜF-Modells ein. In den folgenden Berechnungen wird jeweils der mittels

$$\overline{g}_i = g_i - B_{Est} \quad (i = 1, 2, \dots, \Phi) \quad (2.6)$$

um den lokalen Hintergrund verminderte Grauwert \overline{g}_i verwendet.

Lichtschwerpunkt

Der Lichtschwerpunkt³ (LSP), auch als das erste Moment der Abbildung bezeichnet, kommt der späteren endgültigen Position des Objektes schon wesentlich näher als der Flächenschwerpunkt. In der Literatur wird davon ausgegangen, dass mit ihm Auflösungen von 1/10 bis hin zu 1/20 Pixel möglich sind (Schildknecht, 1994). Er wird mit

$$\begin{aligned} x_{COF} &= \frac{\sum_{i=1}^{\Phi} \overline{g}_i x_i}{\sum_{i=1}^{\Phi} \overline{g}_i} \quad \text{und} \\ y_{COF} &= \frac{\sum_{i=1}^{\Phi} \overline{g}_i y_i}{\sum_{i=1}^{\Phi} \overline{g}_i} \end{aligned} \quad (2.7)$$

bestimmt. Im Zuge dieser Arbeit dient der Lichtschwerpunkt lediglich als Zwischenergebnis für die spätere Berechnung der Ellipsenparameter des Objektes und als Kontrollmaß für die per PÜF-Modell ermittelte Position.

Signalamplitude und instrumentelle scheinbare Helligkeit

Der an dieser Stelle bestimmte Wert für die Signalamplitude dient als Näherung für das PÜF-Modell, anhand dessen später die endgültige Positionsbestimmung vorgenommen wird. Er berechnet sich zu

$$A_{Est} = \max(\overline{g}_i) \quad (i = 1, 2, \dots, \Phi). \quad (2.8)$$

Mit Hilfe der Pogson'schen Gleichung und der über alle Objektpixel aufsummierten Grauwerte lässt sich auch eine Schätzung für die instrumentelle scheinbare Helligkeit h_{Est} des Objektes abgeben, und zwar

$$h_{Est} = h_0 - 2.5 \lg \left(\frac{\sum_{i=1}^{\Phi} \overline{g}_i}{\tau} \right), \quad (2.9)$$

³Englisch: Center of Flux (COF)

wobei τ die Belichtungszeit für die Aufnahme repräsentiert, während h_0 der Helligkeitsgrenzgröße entspricht, die mit dem Aufnahmesystem bei $\tau = 1s$ erreichbar wäre. Letztere kann, abgesehen von atmosphärischen Einflüssen, für eine bestimmte instrumentelle Ausstattung als konstant angesehen werden.

Ellipsenparameter

Für die spätere Schätzung der Parameter eines PÜF-Modells werden auch näherungsweise Informationen über den Radius des Objektes benötigt. Naheliegender wäre es, diesen aus der Fläche abzuleiten, die durch die gefundenen Objektpixel definiert wird. Ein auf diese Weise bestimmter Wert wird als Schwellwertradius bezeichnet. Er eignet sich allerdings prinzipiell nicht als objektives Maß, da er definitionsgemäß sehr stark durch das Rauschen des Hintergrundes beeinträchtigt wird. Stattdessen wird auf den sog. Halbwertsradius⁴ des Objektes zurückgegriffen. Er beschreibt die Ausdehnung des Objektes bei halber Signalamplitude und ist wesentlich sicherer bestimmbar.

Die Verwendung nur eines Radius-Parameters für ein Objekt ist nur für radialsymmetrische Abbildungen, d.h. vor allem für Sterne, legitim. Allgemein gültiger muss von ovalen Abbildungen ausgegangen werden, die sich durch elliptische Grundflächen annähern lassen. Die Eigenschaften einer solchen Ellipse sind über die Bestimmung ihrer beiden Halbachsen sowie der Lage der großen Halbachse gegenüber der horizontalen Koordinatenachse definiert. Zur Ableitung dieser drei Werte aus einer Objektabbildung sind die Quadrate der zweiten Momente $M2_X$, $M2_Y$ sowie $M2_{XY}$ der Grauwertverteilung erforderlich, die sich aus

$$\begin{aligned} M2_X &= \frac{\sum_{i=1}^{\Phi} \bar{g}_i (x_i - x_{COF})^2}{\sum_{i=1}^{\Phi} \bar{g}_i}, \\ M2_Y &= \frac{\sum_{i=1}^{\Phi} \bar{g}_i (y_i - y_{COF})^2}{\sum_{i=1}^{\Phi} \bar{g}_i} \quad \text{und} \\ M2_{XY} &= \frac{\sum_{i=1}^{\Phi} \bar{g}_i (x_i - x_{COF})(y_i - y_{COF})}{\sum_{i=1}^{\Phi} \bar{g}_i} \end{aligned} \quad (2.10)$$

ergeben. Rechentechnisch bietet es sich an, in den Gl. 2.10 zunächst die Summen der über ihre Grauwerte gewichteten Quadrate der Pixelkoordinaten separat zu ermitteln und danach das Quadrat des Lichtschwerpunktes abzuziehen. Damit können sowohl erste als auch zweite Momente gleichzeitig bestimmt werden. Allerdings ist diese Variante aufgrund der dabei entstehenden großen Werte für die Summen anfälliger für Rundungsfehler, die jedoch durch die Verwendung von nahe am Objekt liegenden Bezugskordinaten in einem vernachlässigbaren Bereich gehalten werden können (Bertin, 2003).

Unter näherungsweise Betrachtung der ovalen Grauwertverteilung als zweidimensionale Gauß-Funktion lassen sich aus den zweiten Momenten nun räumliche Standardabweichungen (σ_A und σ_B) in Richtung der Ellipsenhalbachsen mit

$$\begin{aligned} \sigma_A^2 &= \frac{M2_X + M2_Y}{2} + \sqrt{\left(\frac{M2_X - M2_Y}{2}\right)^2 + M2_{XY}^2} \quad \text{und} \\ \sigma_B^2 &= \frac{M2_X + M2_Y}{2} - \sqrt{\left(\frac{M2_X - M2_Y}{2}\right)^2 + M2_{XY}^2} \end{aligned} \quad (2.11)$$

berechnen. Der funktionelle Zusammenhang von Standardabweichungen und Halbwertsdurchmessern $FWHM = 2\sqrt{2\ln 2} \sigma$ liefert letztendlich die Halbwertsradien der Halbachsen $RH_{A, Est}$

⁴In der Literatur wird anstelle des Radius auch oft der Durchmesser verwendet und englisch als full width at half maximum (FWHM) bezeichnet.

und $RH_{B, Est}$ zu

$$\begin{aligned} RH_{A, Est} &= \sqrt{2 \ln 2} \sigma_A \text{ bzw.} \\ RH_{B, Est} &= \sqrt{2 \ln 2} \sigma_B. \end{aligned} \quad (2.12)$$

Mit Hilfe des Winkels α_{XA} zwischen der horizontalen Achse des CCD-Bildkoordinatensystems und der großen Halbachse wird die Ausrichtung der Ellipse fixiert. Dieser Winkel ergibt sich aus der Beziehung

$$\tan 2\alpha_{XA} = 2 \frac{M2_{XY}}{M2_X - M2_Y}. \quad (2.13)$$

Bei der für FITS-Aufnahmen üblichen Definition des Koordinatensystems mit dem Ursprung in der linken unteren Ecke liefert Gl. 2.13 einen linksläufigen Winkel, dessen Definitionsbereich sich von -90° bis $+90^\circ$ erstreckt.

Intensitätsgradient am Halbwertsradius

Manche PÜF-Modelle verwenden als zusätzlichen Parameter den Intensitätsgradienten Γ_{Est} am Halbwertsradius. Ein wenn auch grober, jedoch für die spätere Ausgleichung der Parameter des PÜF-Modells ausreichend genauer, Näherungswert dafür kann über

$$\Gamma_{Est} = \frac{A_{Est}}{2RH_{B, Est}} \quad (2.14)$$

gefunden werden. Bei dieser Vorgehensweise wird die Ausrundung der Intensitätsverteilung im Bereich der Kuppe vernachlässigt. Außerdem wird unterstellt, dass für längliche Objekte der Gradient in Richtung der kleinen Ellipsenhalbachse auch repräsentativ für den der großen ist, was eine ebenfalls längliche Kuppe impliziert. Letztere Annahme trifft näherungsweise für langbelichtete Aufnahmen der sich während der Belichtungszeit bewegenden Asteroiden zu.

2.2.4 Objektklassifikation und -auswahl

Mit den in Abschnitt 2.2.3 bestimmten Parametern kann eine grobe Klassifikation und anhand dieser eine Auswahl der tatsächlich zu vermessenden Objekte in der Aufnahme erfolgen. Dem Verfahren der differentiellen Astrometrie von Asteroiden sind lediglich die Bildpositionen der Referenzsterne sowie der Zielobjekte selbst dienlich. Allerdings sind die gesuchten Objektabbildungen oft nicht mit absoluter Sicherheit von Galaxien zu unterscheiden. Beispielsweise können auch länger belichtete Aufnahmen von Asteroiden aufgrund deren Bewegung vor dem Fixstern-Hintergrund längliche Abbildungen erzeugen. Auch aufwändigere Entscheidungsverfahren, wie bspw. das speziell für die Erkennung von Sternen unter Verwendung eines Vergleiches von PÜF-Modell-Maximum und tatsächlichem Pixelgrauwert von Stetson (1987) für das Programm *DAOPHOT* entwickelte und von Hroch (1999) verfeinerte, können aufgrund dieser möglichen Ähnlichkeiten keine Gewissheit über den Objekttyp schaffen. Stattdessen können Galaxien später über einen Vergleich mit dem Katalog der Referenzobjekte identifiziert und von der weiteren Positionsbestimmung ausgeschlossen werden. Cosmics hingegen weisen meist Merkmale auf, die sie sehr von denen tatsächlicher Objekte unterscheiden. Sie beeinflussen nur sehr wenige Pixel, die dann einen hohen Grauwert aufweisen. Je nach Auftreffwinkel des energiereichen Teilchens auf den CCD-Chip können sowohl sehr schmale Linien als auch kleine Punkte auf der Aufnahme entstehen. Die Anzahl von Cosmics ist für erdgebundene Beobachtungen relativ gering. Sie nimmt mit steigender Höhe des Standortes zu. In 2800m Höhe über dem Meeresspiegel liegt die Rate etwa bei 100 je Stunde und Quadratzentimeter, auf Meereshöheniveau etwa 2 bis 5 Mal niedriger (Buil, 1991). Um solche und andere Artefakte, wie bspw. Satellitenspuren, aus

der weiteren Betrachtung auszuschließen, werden Grenzwerte für die mindestens erforderliche Pixelanzahl je Objekt sowie das maximal erlaubte Verhältnis der Radien

$$Asp = \frac{RH_{A, Est}}{RH_{B, Est}} \quad (2.15)$$

mit $RH_{A, Est}$ und $RH_{B, Est}$ aus Gl. 2.12 festgelegt. Die numerischen Werte dieser Grenzen hängen von der für die CCD-Aufnahme verwendeten Instrumentation und Belichtungszeit sowie der scheinbaren Bewegungsgeschwindigkeit des Zielobjektes ab. Qualitativ gelten folgende Aussagen:

- Eine höhere Winkelauflösung der CCD-Pixel in der Fokalebene des Teleskops ermöglicht eine größere Mindestpixelanzahl.
- Längere Belichtungszeiten bzw. höhere scheinbare Geschwindigkeiten der Zielobjekte erfordern größere Toleranzen bei den möglichen Achsverhältnissen.

Betont sei an dieser Stelle noch einmal der Umstand, dass für den angestrebten Zweck der differentiellen Astrometrie von Asteroiden keineswegs jedes Objekt auf der CCD-Aufnahme sauber einer bestimmten Klasse zugeordnet werden muss. Die Auswahl der für den Positionsbestimmungsprozess zu nutzenden Objekte erfolgt vielmehr später auf Grundlage eines Referenzsternkataloges und unter Berücksichtigung der bei der eigentlichen Messung ermittelten Fehlermaße des einzelnen Objektes. Die Grenzwerte für die o.a. Parameter sollten deshalb eher locker gehalten werden, damit interessierende Objekte nicht aus der weiteren Betrachtung ausgeschlossen werden.

Neben der Entscheidung, ob ein bestimmtes Objekt überhaupt in den endgültigen Messprozess einbezogen wird, besteht auch die Notwendigkeit einer Auswahl des geeigneten Messverfahrens. Ohne den Ausführungen von Abschnitt 2.3 vorgreifen zu wollen, steht außer Frage, dass die Zentren radialsymmetrischer und ovaler Grauwertverteilungen nicht mit demselben PÜF-Modell approximiert werden können. Deshalb werden alle nach der Auswahl verbliebenen Objekte anhand ihres Achsverhältnisses der Gruppe runder ($Asp = 1$) bzw. ovaler ($Asp > 1$) Abbildungen zugeordnet.

2.3 Bildpositionsmessung

2.3.1 Theorie der Punktübertragung

Bevor das Licht einer extraterrestrischen Quelle mit einem erdgebundenen Detektor empfangen werden kann, muss es zunächst die Atmosphäre und danach die Optik eines Teleskops durchqueren. Beide Systeme bewirken eine räumliche Modulation des Signals. Das führt zu einer Verteilung der Energie auf einen größeren Ortsbereich und damit zur Verringerung der Auflösung. Die folgenden Ausführungen beziehen sich der Einfachheit halber auf punktförmige, d.h. in ihrer Winkelausdehnung vernachlässigbare, Lichtquellen, obwohl Asteroiden streng genommen nicht als solche angesehen werden können. Die prinzipiellen Aussagen behalten jedoch auch in diesem Fall Gültigkeit.

Für ein Teleskop mit gut korrigierter, d.h. nahezu idealer Optik wird die instrumentelle PÜF primär durch Beugungseffekte an der Eintrittspupille bestimmt. Damit nimmt eine punktförmige Lichtquelle in der Brennebene des Teleskops die lokale Intensitätsverteilung I_{opt} eines Airy-Scheibchens an. Letztere wird mit

$$I_{opt}(r) = \left(2J_1 \left(\frac{\pi D}{\lambda f} r \right) \frac{\lambda f}{\pi D r} \right)^2 \quad (2.16)$$

beschrieben, wobei r den Abstand vom Intensitätsmaximum, λ die Lichtwellenlänge, D die Öffnung und f die Brennweite des Teleskops angeben. Mit J_1 ist die Bessel-Funktion 1. Ordnung bezeichnet.

Im Millisekunden-Zeitbereich kann der Zustand der Atmosphäre als stationär angesehen werden. Eine punktförmige Lichtquelle bildet sich bei solchen kurzen Belichtungszeiten in Form von beugungsbegrenzten Speckles⁵ ab. Atmosphärische Turbulenzeffekte und damit verbundene irreguläre Änderungen des Brechungsindex sorgen bei länger belichteten Aufnahmen dafür, dass sich die einzelnen Speckles an jeweils anderen Positionen in einem kreisförmigen Gebiet um eine mittlere Position herum abbilden und überlagern. Die so entstehende Abbildung wird als Seeing-Scheibchen bezeichnet. Wo sich die einzelnen Speckles genau abbilden, lässt sich nur über eine statistische Wahrscheinlichkeit angeben, die für das Zentrum des Scheibchens am größten ist und nach außen hin abnimmt. Damit ist jedoch auch der Rand des Seeing-Scheibchens nicht genau bestimmbar. Um dennoch eine zahlenmäßige Größenangabe zu ermöglichen, wird auf den genau festzulegenden Halbwertsdurchmesser — den Durchmesser des Scheibchens bei halber Amplitude — zurückgegriffen. Diese Angabe, ausgedrückt in Bogensekunden, wird in der Literatur auch gemeinhin als „Seeing“ bezeichnet und als Parameter für die Beschreibung der Luftunruhe verwendet.

Die PÜF I_{atm} der Atmosphäre lässt sich durch Besseltransformation der von Fried (1966) gefundenen Modulations-Transfer-Funktion für langbelichtete Aufnahmen über

$$I_{atm}(r) = 2\pi \int_0^\infty J_0(2\pi\omega r) \exp\left(-3.44 \left[\frac{\lambda f \omega}{r_0}\right]^{\frac{5}{3}}\right) \omega d\omega \quad (2.17)$$

berechnen (Johnson, 1973). Die bereits in Gl. 2.16 verwendeten Symbole gelten hier weiter. Außerdem stellt J_0 die Bessel-Funktion 0. Ordnung, ω die Ortsfrequenz und r_0 die von Fried eingeführte Strukturkonstante (Fried-Parameter) dar. Letztere entspricht dem Durchmesser der atmosphärischen Turbulenzelemente. Entsprechende Messungen ergaben, dass r_0 für gutes Seeing Werte von 7cm bis 10cm annimmt (O’Byrne, 1988). Teleskope, deren Öffnungen D kleiner als die Turbulenzelemente sind ($D < r_0$), können, in Abhängigkeit von der Qualität der Optik, beugungsbegrenzte Abbildungen liefern, d.h. der atmosphärische Anteil an der gesamten PÜF entfällt in diesem Fall.

Zusätzlich zur optischen und atmosphärischen PÜF existiert auch noch eine PÜF I_{det} des Detektors. Darin spiegeln sich hauptsächlich die Sensitivitätsvariationen innerhalb der einzelnen Pixel wider. Bei der *Wide Field Planetary Camera 2* des *Hubble Space Telescopes* bspw. sind der obere und untere Rand jedes Pixels etwa 1.5% empfindlicher und der rechte bzw. linke Rand etwa 1.5% weniger empfindlich als die durchschnittliche Empfindlichkeit des gesamten Pixels (Anderson & King, 2000). Die PÜF des Detektors ist besonders bei niedrigen Auflösungen (Unterabtastung) bedeutsam (Winter, 1999). Da sich die Auswirkungen der PÜF des Detektors durch die Wahl eines geeigneten Aufnahmesystems — der in einem Pixel abgebildete Winkelbereich sollte höchstens etwa halb so groß wie das Seeing sein — weitgehend unterdrücken lassen, soll an dieser Stelle keine weitere Betrachtung erfolgen. Stattdessen sei auf Marchywka & Socker (1992) verwiesen.

Die gesamte PÜF I_{total} für ein Objekt einer Aufnahme ergibt sich letztendlich über die Faltung der PÜF aller Teilsysteme zu

$$I_{total} = I_{atm} \otimes I_{opt} \otimes I_{det}. \quad (2.18)$$

2.3.2 Modelle für Punktübertragungsfunktionen

Die Messung der Bildposition des Zentrums einer Objektabbildung erfordert streng genommen die Rekonstruktion der gesamten PÜF zum Aufnahmezeitpunkt. Aufgrund der im vorange-

⁵Englisch für „Flecken“

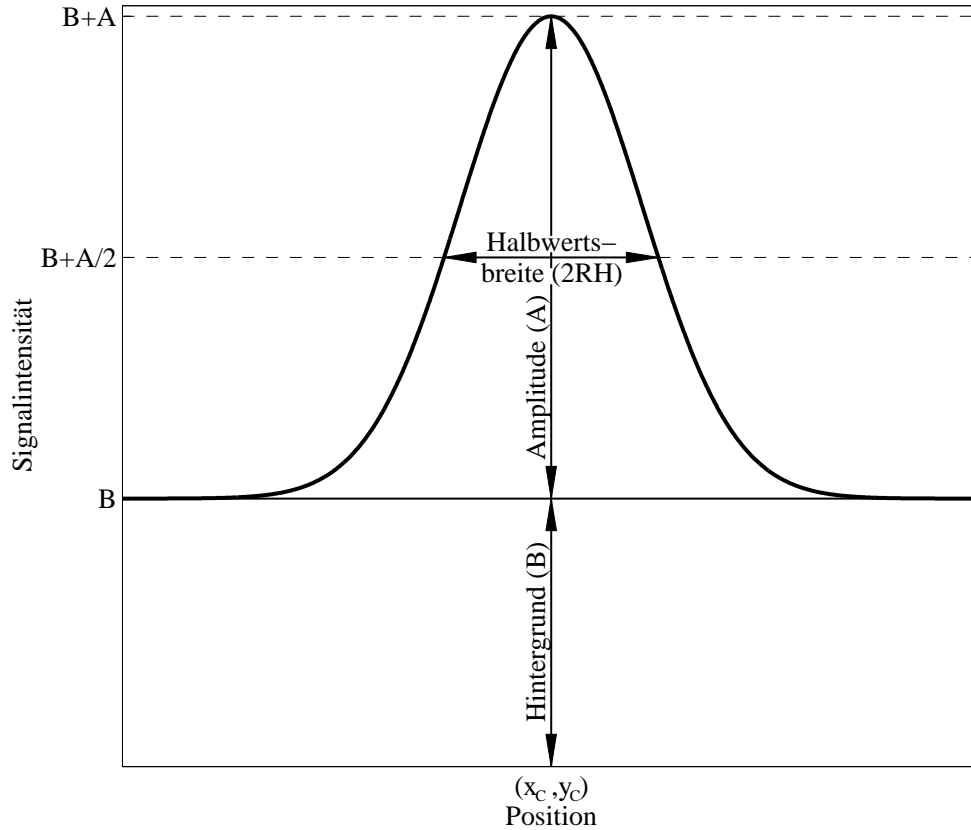


Abbildung 2.6: Grundlegende Parameter eines Modells für die Punktübertragungsfunktion. Die Darstellung spiegelt einen vertikalen Schnitt durch das Zentrum der zweidimensionalen Intensitätsverteilung eines radialsymmetrischen Modells (hier: Gauß-Modell) wider. RH — Halbwertsradius, A — Amplitude, B — Hintergrund, (x_C, y_C) — Koordinaten des Zentrums.

gangenen Abschnitt dargelegten, relativ komplizierten Struktur der tatsächlichen PÜF, ist es jedoch üblich, sie durch geeignete Modelle zu approximieren. Es ist klar, dass die Profilform eines solchen Modells entscheidend zur erreichbaren Messgenauigkeit beiträgt. Je genauer es der PÜF entspricht, desto höher ist die zu erwartende Qualität der Ergebnisse. Entsprechende Untersuchungen an einigen PÜF-Modellen sind in Abschnitt 4.1.3 dokumentiert.

Prinzipiell können zwei Arten von PÜF-Modellen unterschieden werden, analytische und empirische. Es sind allerdings auch hybride Lösungen, wie z.B. die in *DAOPHOT* realisierte (Stetson, 1987), möglich.

In Abb. 2.6 sind die grundlegenden Parameter eines radialsymmetrischen Modells für die PÜF schematisch dargestellt. Der Halbwertsradius RH , d.h. die Hälfte der Halbwertsbreite (FWHM), beschreibt den Radius der zweidimensionalen Intensitätsverteilung $I(x, y)$ bei halber Amplitude A . Die Grundintensität des Signals, die auch vorhanden wäre, wenn an dieser Stelle der CCD-Aufnahme kein Objekt abgebildet wäre, wird als Hintergrund B bezeichnet. Das größte Interesse im Sinne der Astrometrie gilt jedoch den Koordinaten (x_C, y_C) des Zentrums der Intensitätsverteilung. Alle im Folgenden beschriebenen radialsymmetrischen Modelle wurden auf die Verwendung der in der Abbildung gegebenen Parameter angepasst.

Radialsymmetrisches Gauß-Modell

Das radialsymmetrische Gauß-Modell (Abb. 2.7a) repräsentiert das in der CCD-Astrometrie am weitesten verbreitete und damit auch am besten untersuchte PÜF-Modell, und ist über

$$I(x, y) = \exp \left(-\ln(2) \frac{(x - x_C)^2 + (y - y_C)^2}{RH^2} \right) A + B \quad (2.19)$$

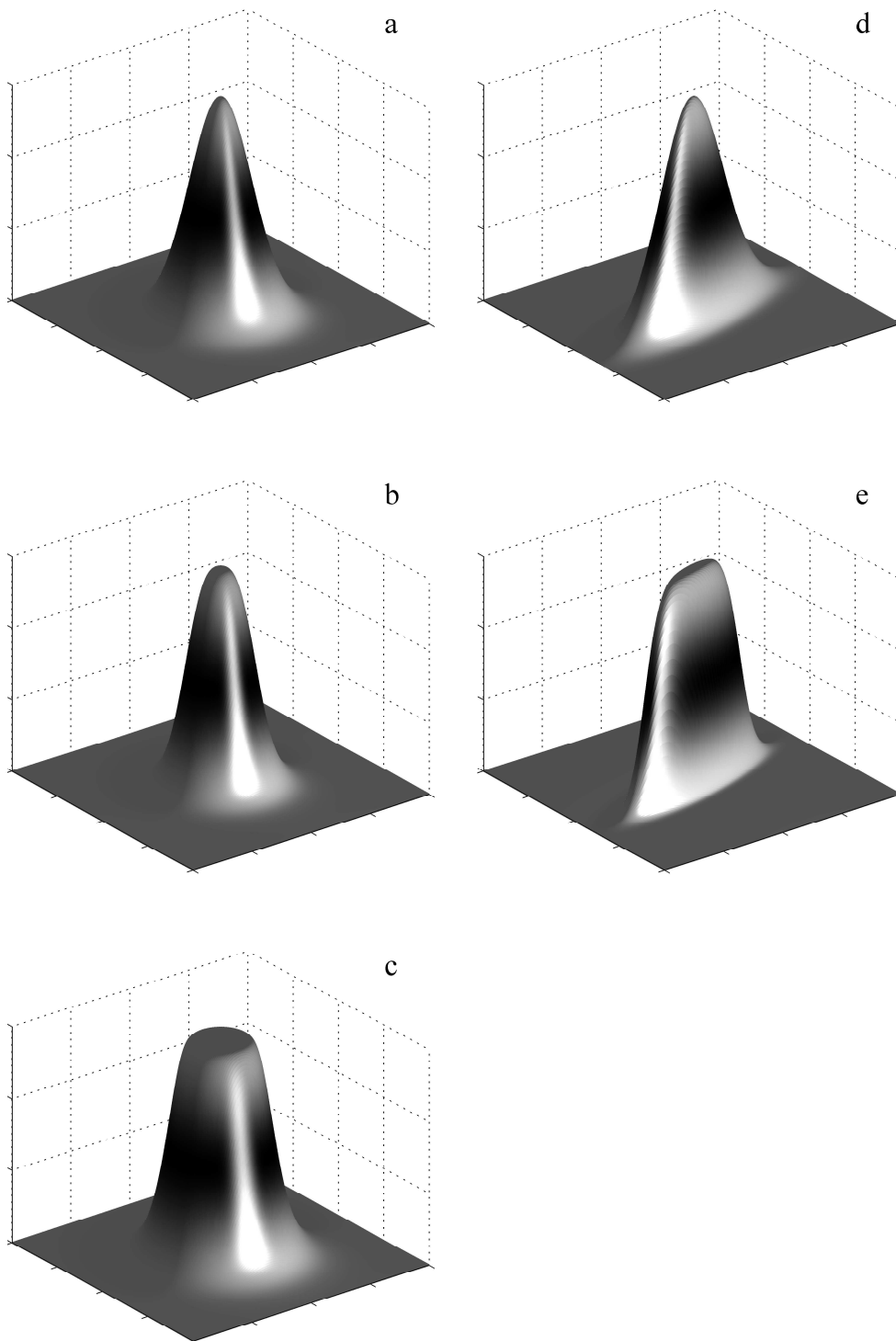


Abbildung 2.7: Analytische Modelle für Punktübertragungsfunktionen. Radialsymmetrisches Gauß-Modell (a), radialsymmetrisches verallgemeinertes Lorentz-Modell (b), radialsymmetrisches Gradient-Modell (c), bivariates Gauß-Modell (d) und bivariates Lorentz-Modell (e).

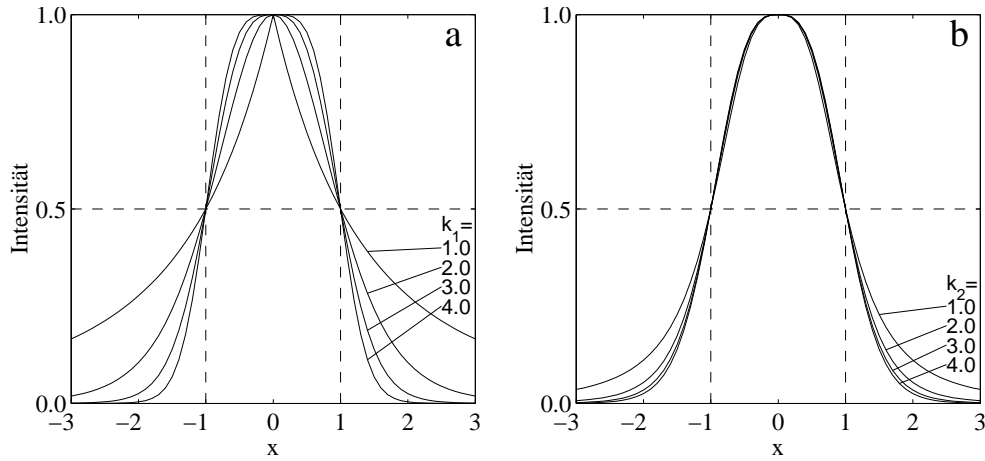


Abbildung 2.8: Wirkungsweise der Exponenten im Lorentz-Modell. Dargestellt sind jeweils vertikale Schnitte durch das Profilzentrum mit den Koordinaten ($x_C = 0, y_C = 0$) entlang der x -Koordinate (Verlauf für y -Koordinate identisch). Die weiteren Parameter haben folgende Werte: $RH = 1$, $A = 1$, $B = 0$. In Teilabbildung a ist $k_2 = 4$ und k_1 variiert zwischen 1 und 4. In Teilabbildung b ist $k_1 = 3$ und k_2 variiert zwischen 1 und 4.

definiert. Es verfügt ausschließlich über die fünf bereits erwähnten grundlegenden Parameter. Dieser Fakt allein stellt im Hinblick auf die später durchzuführende Bestimmung der Parameterwerte mittels Ausgleichung nach der Methode der kleinsten Quadrate einen nicht zu verachtenden Vorteil dar, denn die Überbestimmung des Systems ist in diesem Fall maximal.

Dieses Modell eignet sich besonders für die Positionsmessung nahezu punktförmiger Lichtquellen mit geringem Signal/Rausch-Verhältnis, d.h. schwacher Objekte. Da die PÜF dann meist nur durch sehr wenige Pixel realisiert ist, würde eine Schätzung zusätzlicher Parameter unsicher.

Radialsymmetrisches verallgemeinertes Lorentz-Modell

Winter (1999) favorisiert für seine Untersuchungen das radialsymmetrische verallgemeinerte Lorentz-Modell (Abb. 2.7b). Durch die Einführung zweier zusätzlicher Parameter k_1 und k_2 lässt sich die Form der Profilflanke sehr flexibel an verschiedenste PÜF anpassen. Die Modellgleichung lautet

$$I(x, y) = \left[1 + \left(\sqrt[k_2]{2} - 1 \right) \left(\frac{\sqrt{(x - x_C)^2 + (y - y_C)^2}}{RH} \right)^{k_1} \right]^{-k_2} A + B. \quad (2.20)$$

Bei festem k_2 bewirkt eine Erhöhung von k_1 eine Steigerung des Profilgradienten an der Stelle der Halbwertsbreite (Abb. 2.8a). Abhängig von der Halbwertsbreite kann sich so auch eine relativ flache bzw. eine spitze Profilkuppe ausprägen, wie es auch beim radialsymmetrischen Gradient-Modell geschieht (siehe weiter unten). Der Parameter k_2 wirkt direkt auf den Verlauf der Profilflanke. Bei festem k_1 führt eine Verkleinerung von k_2 zu einem breiteren Profifuß (Abb. 2.8b). Die Auswirkungen von k_2 auf die Profilkuppe hingegen sind minimal.

Das Lorentz-Modell ist für die Messung von Bildpositionen radialsymmetrischer Objekte überall dort geeignet, wo eine Vielzahl von Realisierungen des einzelnen Profils, d.h. Objektpixel, zur Bestimmung der Parameter zur Verfügung steht.

Radialsymmetrisches Gradient-Modell

Dem radialsymmetrischen Gradient-Modell (Abb. 2.7c) nach Winter (1999) kommt eine sehr spezielle Aufgabe bei der Positionsmessung von Objekten in CCD-Aufnahmen zu. Bei der

Abbildung sehr heller Lichtquellen kann es insbesondere im Zentralbereich zu gesättigten CCD-Pixeln kommen, d.h. die Aufnahmefähigkeit der Pixel ist an diesen Stellen erschöpft. Sofern der CCD-Chip die Möglichkeit des Anti-Blooming⁶ bietet, entsteht in einem solchen Fall ein Profil, dem die Kuppe fehlt. Ergänzend zu den fünf grundlegenden verfügt das Modell über einen zusätzlichen Parameter Γ , der den Gradienten der Profilflanke an der Stelle des Halbwertsradius beschreibt. Das Modell ist durch

$$I(x, y) = A - \exp \left[-\ln(2) \exp \left(\frac{-2\Gamma \left(\sqrt{(x - x_C)^2 + (y - y_C)^2} - RH \right)}{\ln(2)} \right) \right] A + B \quad (2.21)$$

gegeben. Größere Werte für Γ bewirken eine Steigerung des Gradienten und bei gleicher Halbwertsbreite zu einer Verbreiterung der „flachen“ Kuppe. Allerdings gibt es einige Gründe, die gegen eine Verwendung des Modells sprechen.

- Die gesättigten zentralen Pixel tragen nur wenig zur Bestimmung der Parameterwerte bei, was die Positionsunsicherheit stark erhöht.
- Die Amplitude des originalen Signals stimmt nicht mit der des Modells überein.
- Die stetige Funktionsgleichung kann niemals eine sprunghafte Änderung des Profilgradienten im Bereich der Kuppe erzeugen, wie sie die Abbildung eines gesättigten Zentralbereiches eigentlich erfordern würde. Deshalb ist das Modell in diesem Bereich immer fehlerhaft.

Für das gestellte Ziel der CCD-Astrometrie von Asteroiden ist jedoch eine Einbeziehung aller in der Aufnahme vorhandenen Objekte ohnehin meist nicht erforderlich. Deshalb sollte auf solche mit gesättigten Zentralbereichen möglichst verzichtet werden.

Bivariates Gauß-Modell

Bisher wurden lediglich radialsymmetrische Modelle betrachtet. Das bivariate Gauß-Modell (Abb. 2.7d), als erweiterte Form des einfachen radialsymmetrischen Gauß-Modells, ermöglicht nun die Positionsmessung von Objekten mit elliptischem Profilverlauf. Anstelle des einen, für radialsymmetrische Modelle geltenden Halbwertsradius treten nun zwei, RH_A in Richtung der großen Ellipsenhalbachse sowie RH_B in Richtung der kleinen. Außerdem muss die Lage der Ellipse festgelegt werden, was über den Winkel α zwischen großer Halbachse und X-Koordinate der Aufnahme gelingt. Die Intensitätsverteilung des bivariaten Gauß-Modells ergibt sich aus

$$I(x, y) = \exp \left[-\ln(2) \left(\frac{[(x - x_C) \cos \alpha + (y - y_C) \sin \alpha]^2}{RH_A^2} + \frac{[(x - x_C) \sin \alpha - (y - y_C) \cos \alpha]^2}{RH_B^2} \right) \right] A + B. \quad (2.22)$$

Die Verwendung des bivariaten Gauß-Modells, das insbesondere als Näherung für ovale Abbildungen einsetzbar ist, kann für verschiedene Objekte eine bessere Repräsentation der Intensitätsverteilung darstellen als radialsymmetrische Modelle. Neben den für diese Arbeit unbedeutenden Galaxien zählen dazu auch Asteroiden, deren Bewegung gegen die Fixsterne während der Belichtungszeit geringfügig, aber detektierbar längliche Abbildungen erzeugt. Letztendlich können auch Fehler der Nachführung mit unpräzise arbeitenden Teleskopantrieben selbst Sternabbildungen deformieren und nach einem von der Radialsymmetrie abweichenden Modell verlangen.

⁶s. Glossar.

Bivariates Lorentz-Modell

Die erweiterte Form des radialsymmetrischen verallgemeinerten Lorentz-Modells wird durch das bivariate Lorentz-Modell (Abb. 2.7e) gestellt. Analog zum bivariaten Gauß-Modell besteht auch hier der Unterschied zur univariaten Version lediglich in der Verwendung von zwei Halbwertsradien RH_A und RH_B sowie einem Winkel α zur Festlegung der Lage der großen Halbachse der Ellipse, also

$$I(x, y) = \left[1 + \left(\sqrt[k_2]{2} - 1 \right) \left(\frac{[(x - x_C) \cos \alpha + (y - y_C) \sin \alpha]^2}{RH_A^2} + \frac{[(x - x_C) \sin \alpha - (y - y_C) \cos \alpha]^2}{RH_B^2} \right)^{\frac{k_1}{2}} \right]^{-k_2} A + B. \quad (2.23)$$

Die Anwendungsbereiche für das bivariate Lorentz-Modell sind weitgehend dieselben wie für das bivariate Gauß-Modell, nur dass sich hier ein linienhafter Charakter der Abbildungen wesentlich stärker betonen lässt. Allerdings müssen, um dieses Modell zur Positionsbestimmung einsetzen zu können, neun Parameter bestimmt werden. Um eine hohe statistische Sicherheit der Schätzung gewährleisten zu können, ist dazu eine Vielzahl von Pixeln erforderlich, die für Objekte auf CCD-Aufnahmen oft nicht zur Verfügung steht.

Empirisches radialsymmetrisches Modell

Anders als analytische leiten empirische Modelle ihre Profilinformatoren direkt aus den Abbildungen einer Aufnahme selbst ab. Da die PÜF, abgesehen von Fehlern in der Optik, für alle punktförmigen Lichtquellen einer Aufnahme dieselbe ist, kann aus den einzelnen Abbildungen ein gemeinsames empirisches Modell gewonnen werden. Der Unterschied zwischen den einzelnen Abbildungen besteht lediglich in der Skalierung und wird durch geeignete Normierung neutralisiert.

Naheliegender wäre nun die Ableitung einer zweidimensionalen Intensitätsverteilung, wie sie bspw. durch die sog. *effektive PÜF* von Anderson & King (2000) bzw. im hybriden Modell von DAOPHOT realisiert wird. Allerdings setzt das stets eine große Anzahl Objekte voraus (King verwendete 45000 Sterne aus 15 Hubble-Aufnahmen), deren Abbildungen sich aufgrund ihrer isolierten Lage und hohen Qualität eignen. Auf einzelnen CCD-Aufnahmen ist diese Bedingung jedoch praktisch nie erfüllt. Eine gemeinsame Betrachtung von mehreren erdgebundenen Aufnahmen, um eine größere Anzahl Abbildungen zu erhalten, ist nur dann praktikabel, wenn sich zwischen den Aufnahmen die Bedingungen möglichst wenig ändern, so dass die PÜF für alle Abbildungen nahezu dieselbe ist. Die Zenitdistanz sowie die meteorologischen Bedingungen dürften demnach nur geringfügig variieren, was hohe atmosphärische Stabilität und zeitliche Nähe der Aufnahmen voraussetzt.

Da letztere Bedingung oft nicht erfüllt ist, soll hier auf ein etwas anderes Verfahren eingegangen werden, nämlich die Ableitung einer radialsymmetrischen und damit eindimensionalen (nur vom Radius abhängigen) Intensitätsverteilung. Die Vorgehensweise wird in Winter (1999) angedeutet und soll hier konkretisiert und ausgebaut werden. Der Vorteil gegenüber der zweidimensionalen Variante besteht darin, dass auch mit weniger Abbildungen ein repräsentatives Modell erstellt werden kann, weil jede Flanke eines Profils separat in die Berechnungen eingeht.

Die empirische Ableitung eines radialsymmetrischen PÜF-Modells ist in Abb. 2.9 schematisch dargestellt. Zunächst werden isolierte radialsymmetrische Abbildungen (i. Allg. nur Sterne) guter Qualität, d.h. mit hohem Signal/Rausch-Verhältnis, in der Aufnahme gesucht (obere Reihe in Abb. 2.9). Anhaltspunkte dafür bieten die in Abschnitt 2.2.3 ermittelten Objekteigenschaften.

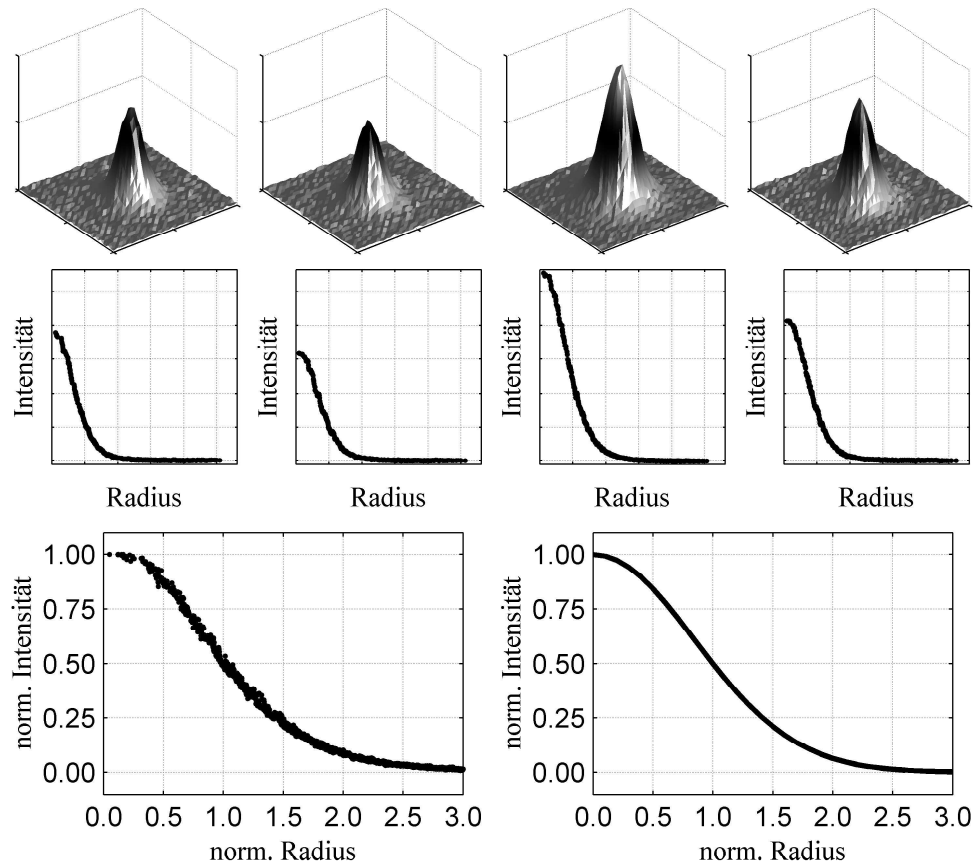


Abbildung 2.9: Ableitung eines empirischen Modells für die Punktübertragungsfunktion. Erklärungen im Text.

Für den nächsten Schritt werden die Zentren der Objekte benötigt. Da diese jedoch erst später mit dem fertigen Modell gemessen werden sollen, entsteht hier ein Widerspruch, der nur durch einen iterativen Prozess gelöst werden kann. Der folgende Teil des Algorithmus muss demnach mit dem jeweils abgeleiteten Modell so oft wiederholt werden, bis sich in dem Modell keine signifikanten Änderungen mehr ergeben. Als erste Näherung genügt es, die Lichtschwerpunkte (x_{COF}, y_{COF}) der Objekte aus Abschnitt 2.2.3 als Zentren zu verwenden.

Für die Mitte jedes Objektpixels wird nun ein Abstand vom Zentrum (Radius) berechnet und gegen seine Intensität aufgetragen. So entstehen Profilflanken für jede einzelne Abbildung (mittlere Reihe in Abb. 2.9). Problematisch ist dabei jeweils der Bereich um das Zentrum, also bei Radien nahe 0. Dort stehen prinzipbedingt nur sehr wenige Pixel zur Verfügung, weil deren Anzahl sich proportional zum Radius verhält.

Vor ihrer Mittelung werden jetzt die so entstandenen Profilflanken noch auf die Amplitude $A \equiv 1$ sowie auf den Halbwertsradius $RH \equiv 1$ normiert. Damit ergibt sich eine gemeinsame Profilflanke (Abb. 2.9 unten links) für alle betrachteten Objekte. Nach Ausschluss von Ausreißerwerten erfolgt eine Glättung der Profilflanke mit geeigneten Filtern, wie z.B. einem Mittelwertfilter oder auch einem Binomialfilter, sowie eine abschließende erneute Normierung der oben genannten Größen (Abb. 2.9 unten rechts).

Entsprechend der angestrebten (sinnvollen) Messgenauigkeit muss nun eine Interpolation der Profilflanke auf ein geeignetes Radius-Raster (i. Allg. sind 0.001 Pixel ausreichend) durchgeführt werden. Dazu erfolgt eine Gruppierung der vorhandenen Werte in Intervallen entsprechender Größe. Innerhalb der Intervalle werden die Intensitäten linear auf die jeweilige Mitte interpoliert. Sollten nach diesem Schritt verschiedene Intervalle unbesetzt bleiben, so kann dem mittels Interpolation höherer Ordnung über die Nachbarintervalle abgeholfen werden. Aus oben genannten Gründen wird das am ehesten bei Radien nahe 0 der Fall sein.

Das empirische Modell liegt damit diskret vor und kann für Messungen der Objektkoordina-

ten (Abschnitt 2.3.3) eingesetzt werden. Wie bereits erwähnt, sollten jedoch bis zur endgültigen Messung einige Iterationen der geschilderten Modellableitung abgewartet werden, bis sich an den Modelldaten keine signifikanten Änderungen mehr ergeben.

2.3.3 Messverfahren

In Abschnitt 2.2.4 wurde bereits dargestellt, nach welchen Kriterien die zu vermessenden Objekte einer CCD-Aufnahme ausgewählt werden. Anhand ihrer Achsverhältnisse (Gl. 2.15) gelang inzwischen die Zuordnung zu einer der beiden Gruppen von radialsymmetrischen bzw. länglichen Objekten. Für jede Gruppe wird nun ein passendes PÜF-Modell ausgewählt.

Diese wurden dann anhand ihres Achsverhältnisses (Gl. 2.15) einer der beiden Gruppen für radialsymmetrische bzw. längliche Objekte zugeordnet. Entsprechend wird nun für jede Gruppe ein passendes PÜF-Modell ausgewählt.

Die PÜF-Modelle hängen nichtlinear von den Parametern ab. Zur Schätzung des Parametersatzes, bei dem die Residuenquadratsumme zwischen Modell und tatsächlicher Intensitätsverteilung minimal ist (Zielfunktion), müssen deshalb auch nichtlineare Methoden angewandt werden. Die in Abschnitt 2.2.3 ermittelten Näherungswerte für die Parameter sind i. Allg. zu weit von der gesuchten Lösung entfernt, so dass ein Ein-Schritt-Verfahren nicht angewendet werden kann. Unter den iterativen Algorithmen hat sich für diese Zwecke die Levenberg–Marquardt–Methode als robust und elegant erwiesen. In Abhängigkeit von der Entfernung der Parameterwerte des aktuellen Iterationsschrittes von der Lösung erfolgt eine weiche „Überblendung“ zwischen dem Gradientenverfahren und dem Newton-Verfahren. Fern von der Lösung kommt das Gradientenverfahren⁷ zum Einsatz, eine Methode, die den steilsten Abstieg entlang des Gradienten der Zielfunktion in Richtung Minimum sucht ohne es zu überschreiten. Das Newton-Verfahren⁸ hingegen, bei dem die Zielfunktion als Parabel approximiert wird und direkt jeweils der Scheitel als nächster Iterationspunkt verwendet wird, kommt nahe der endgültigen Lösung zum Einsatz. Für Details zur Levenberg–Marquardt–Methode sei auf Press et al. (1995) verwiesen.

Die Wurzel aus dem Quotienten der so erhaltenen minimierten Residuenquadratsumme und der Überbestimmung (Anzahl der Objektpixel minus Anzahl der zu schätzenden Modellparameter) wird als mittlerer Gewichtseinheitsfehler bezeichnet. Mit ihm kann eine Wertung der einzelnen Residuen für jedes Pixel erfolgen. Gängige Praxis ist es, Pixel, deren Residuen mehr als das Dreifache des mittleren Gewichtseinheitsfehlers betragen, als Ausreißer zu betrachten und von der Positionsbestimmung auszuschließen, da ihre Abweichung mit 99.7%iger Sicherheit nicht einem normalverteilten Rauschen zugeschrieben werden kann. Normalverteiltes Rauschen, das in der Detektorelektronik begründet ist, macht für schwache Objekte zwar den Hauptanteil des Gesamttausens aus, für sehr helle Objekte jedoch ist das poissonverteilte Photonenrauschen dominant (Winter, 1999). Eine entsprechende Eliminationsbedingung für letzteren Fall würde sich als Vergleich des individuellen Residuums eines Pixels mit einem Vielfachen der Wurzel der auf ihm abgebildeten Signalintensität (Poisson-Rauschen) darstellen. Die tatsächliche Eliminationsbedingung muss demnach eine Kombination der beiden genannten Kriterien beinhalten. Werden einzelne Pixel als Ausreißer deklariert, so ist der gesamte Messprozess für dieses Objekt zu wiederholen.

Als Ergebnis der Ausgleichung ergeben sich nicht nur Werte für die Modellparameter, wie insbesondere die Position des Zentrums (x_C, y_C) der Abbildung, sondern auch Schätzungen ihrer jeweiligen Fehler. Für die Astrometrie sind dabei insbesondere die Zentrierfehler (σ_x, σ_y) der ermittelten Koordinaten des Zentrums interessant. Die beiden Komponenten können in einer Positionsunsicherheit σ_{xy} über die Beziehung

$$\sigma_{xy} = \sqrt{\sigma_x^2 + \sigma_y^2} \quad (2.24)$$

⁷Englisch: steepest descent method

⁸Englisch: (Newtonian) inverse-Hessian method

zusammengefasst werden. Diese Größe kann später bei der Bestimmung der Plattenkonstanten (Abschnitt 2.6) zur Gewichtung der einzelnen Messungen in der Ausgleichung eingesetzt werden.

Aus der Integration über die Intensitätsverteilung der Modellfunktion unter Verwendung der ermittelten Parameter lässt sich analog zu Gl. 2.9 die instrumentelle scheinbare Helligkeit h_{Inst} eines gemessenen Objektes ableiten. Sie ist später bei der Identifikation der Objekte in der CCD-Aufnahme hilfreich.

2.4 Reduktion der Referenzkoordinaten

Zur differentiellen Astrometrie werden für einige Objekte der Aufnahme zusätzlich zu den bereits bestimmten Bildpositionen auch Referenzpositionen benötigt. Anhand dieser lässt sich später der Übergang vom Bild- in das Äquatorialkoordinatensystem für jede beliebige Bildposition, also auch für die des Asteroiden, realisieren. Wie bereits erwähnt, kommen als Referenzobjekte praktisch ausschließlich Sterne in Frage, da die Definition des Zentrums der Abbildung für sie am sichersten ist.

Der folgende Abschnitt beschäftigt sich mit den Reduktionen, denen die aus einem geeigneten Katalog gelesenen Positionen der Referenzsterne unterzogen werden müssen, damit ihre relative Lage zueinander möglichst genau der während der Aufnahme tatsächlich vorhandenen Situation entspricht. Die dazu erforderlichen Berechnungen orientieren sich an einer angestrebten Genauigkeit von 1mas.

2.4.1 Scheinbare Örter

Allgemeines

Die aus dem Referenzsternkatalog gelesenen Positionen werden nun in scheinbare Örter umgerechnet. Für die differentielle Astrometrie wäre es hierbei prinzipiell möglich, auf reine Rotationen aller Objekte einer Aufnahme zu verzichten (z.B. Berücksichtigung der Präzession), da deren relative Lage zueinander dadurch nicht beeinflusst wird. Sollen allerdings nachfolgend Refraktionskorrekturen angebracht werden (vgl. Abschnitt 2.4.2), die immer in Richtung des Zenits zum Zeitpunkt der Beobachtung erfolgen müssen, ist ein solcher Verzicht nicht möglich. Im Folgenden werden die zur Reduktion auf den topozentrischen scheinbaren Ort erforderlichen Schritte aufgeführt. Eine entsprechende Übersicht bietet Abb. 2.10. Für detailliertere Informationen sei auf Seidelmann (1992) verwiesen.

Anmerkungen zur Notation

Im Folgenden beziehen sich der Übersichtlichkeit halber alle zeitabhängigen Größen, die keine explizite Angabe besitzen, auf den Beobachtungszeitpunkt. Die Namen von Ortsvektoren orientieren sich am Startpunkt und besitzen als Index den Endpunkt. Geschwindigkeitsvektoren sind nach dem Koordinatenursprung des Systems benannt, für das sie gelten. Ihr Index entspricht dem Punkt, für den der Geschwindigkeitsvektor angegeben ist. Tab. 2.1 zeigt eine Übersicht über die im Folgenden verwendeten Symbole.

Baryzentrische Position und Geschwindigkeit des Beobachtungsortes

Der Bezug der scheinbaren Örter auf den Beobachtungsort (Topozentrum) anstelle des Geozentrums ist ausschließlich für die spätere Berücksichtigung des täglichen Anteils der Aberration zwingend erforderlich. Er kann Größenordnungen bis zu $0''.3$ annehmen und ist deshalb signifikant. Hingegen ist der tägliche Anteil der Parallaxe für Sterne mit maximal $\approx 35\mu\text{s}$, ebenso

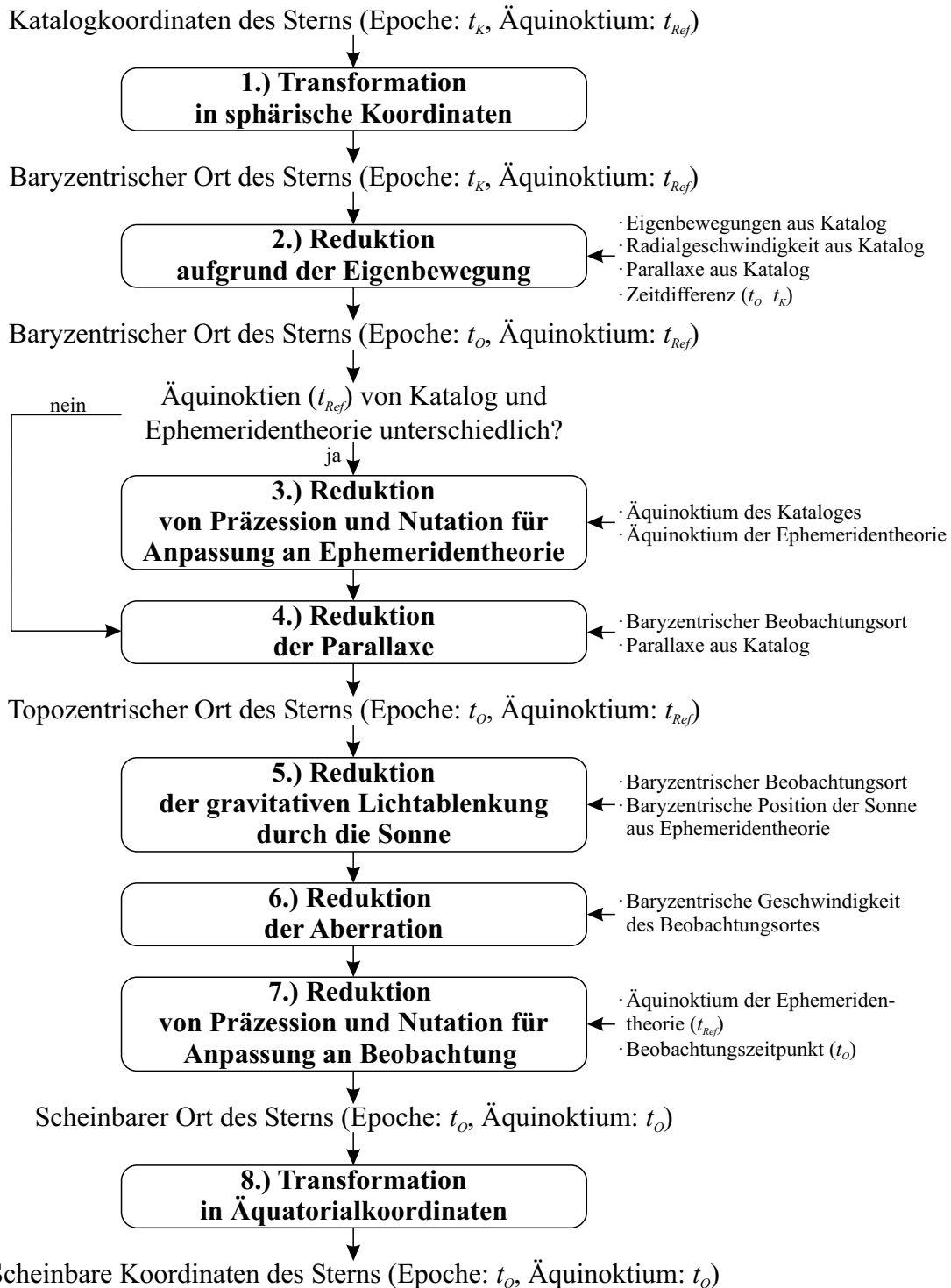


Abbildung 2.10: Berechnung der scheinbaren Koordinaten eines Sterns. Baryzentrischer Ort und Geschwindigkeit des Beobachtungsortes werden gemäß Abb. 2.11 bestimmt.

Tabelle 2.1: Liste der Symbole für die Berechnung scheinbarer Örter.

Symbol	Bezeichnung
1. Eingangsgrößen	
λ, φ, h	Geografische Koordinaten des Beobachtungsortes (Topozentrum)
f_{Ell}, R_{Ell}	Parameter des Erdellipsoids
$t_{O,UTC}$	Beobachtungszeitpunkt in UTC
t_{Ref}	Referenzepoche
t_K	Epoche der Katalogkoordinaten
α_K, δ_K	Rektaszension und Deklination des Sterns zur Epoche t_K
μ_α, μ_δ	Eigenbewegung des Sterns in Rektaszension und Deklination
v_r	Radialgeschwindigkeit des Sterns
π	Parallaxe des Sterns
$\Delta(TAI - UTC)$	Aktueller Offset zwischen TAI und UTC
2. Zielgrößen	
$\alpha_{app}, \delta_{app}$	Rektaszension und Deklination des scheinbaren Ortes
3. Hilfsgrößen und Zwischenwerte	
$t_{O,TDB}$	Beobachtungszeitpunkt in TDB
θ_O	Scheinbare Sternzeit in Greenwich zum Beobachtungszeitpunkt
m	Eigenbewegungsvektor des Sterns
$\Delta\psi, \Delta\epsilon$	Fundamentalwinkel der Nutation (Nutation in Länge bzw. Schiefe)
ϵ_0, ϵ	Mittlere bzw. wahre Schiefe der Ekliptik
P, N	Drehmatrizen für Präzession bzw. Nutation
$E_O, \dot{E}_O, E'_O, \dot{E}'_O, E''_O$	Geozentrische Position und Geschwindigkeit des Topozentrums (verschiedene Reduktionsstufen)
B_E, \dot{B}_E	Baryzentrische Position und Geschwindigkeit der Erde
B_O, \dot{B}_O	Baryzentrische Position und Geschwindigkeit des Topozentrums
\dot{B}'_O	Normierte baryzentrische Geschwindigkeit des Topozentrums
B_H	Baryzentrische Position der Sonne
B_S	Baryzentrische Position des Sterns
O_S, O'_S, O''_S, O'''_S	Topozentrische Position des Sterns (verschiedene Reduktionsstufen)
H_O	Heliozentrische Position des Topozentrums
d_{OH}	Distanz zwischen Helio- und Topozentrum
M	Mittlere Anomalie der Erde zum Beobachtungszeitpunkt
4. Konstanten	
G	Gravitationskonstante
M_H	Sonnenmasse
c	Lichtgeschwindigkeit
ω_E	Rotationsgeschwindigkeit der Erde

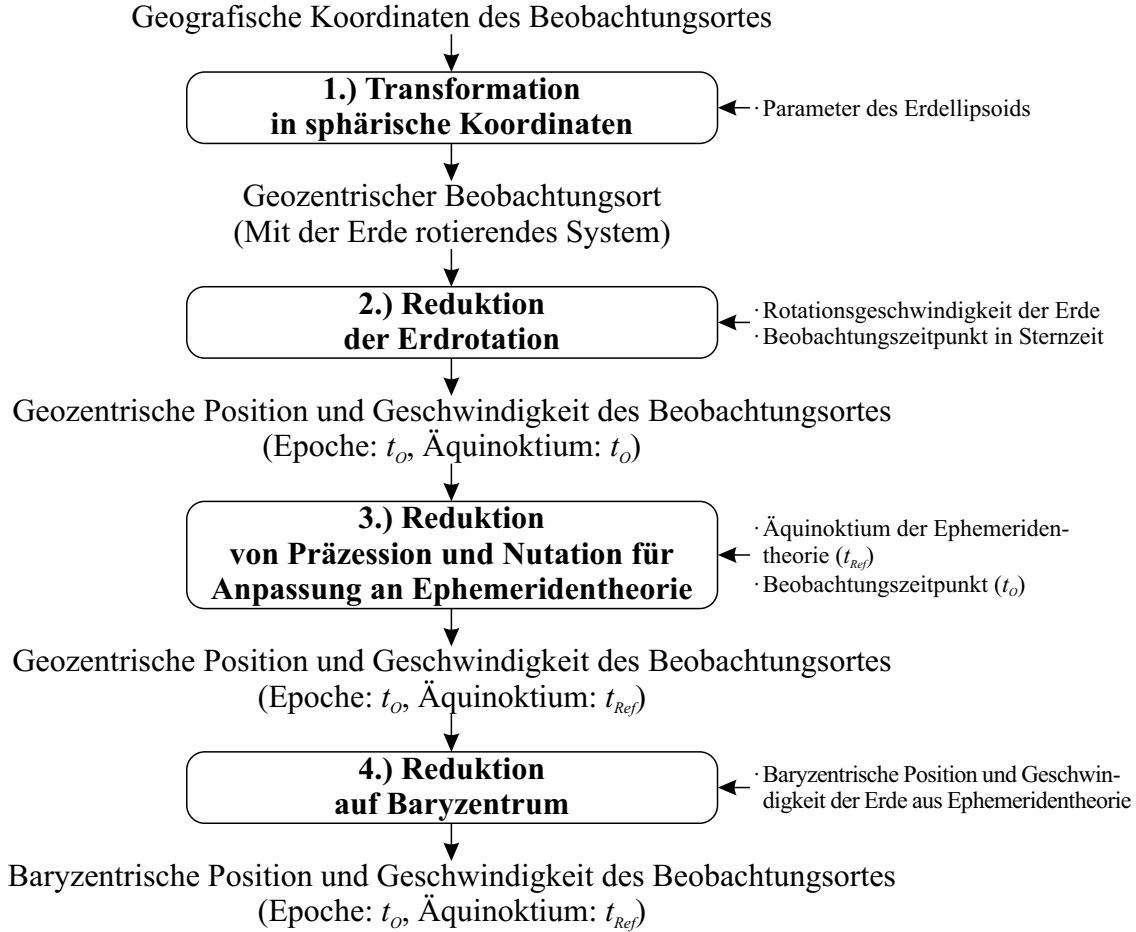


Abbildung 2.11: Baryzentrische Position und Geschwindigkeit des Beobachtungsortes.

wie eine vom Topozentrum abhängige Korrektur für die relativistische Lichtablenkung durch die Sonne, vernachlässigbar klein.

Eine Übersicht über alle im Folgenden aufgeführten Schritte zur Bestimmung der baryzentrischen Position und Geschwindigkeit des Beobachtungsortes ist in Abb. 2.11 gegeben.

Die geografische Position des Beobachtungsortes, gegeben durch Länge λ (positiv in Richtung Osten), Breite φ (positiv in Richtung Norden) und Höhe über dem Meeresspiegel h , wird mit den Parametern für ein Referenzellipsoid⁹, der Abplattung f_{Ell} und dem äquatorialen Radius R_{Ell} , in einen geozentrischen Vektor des Beobachtungsortes E''_O mit Bezug auf das rotierende Koordinatensystem der Erde über

$$\begin{aligned}
 e_{Ell}^2 &= 2f - f^2, \\
 N_{Ell} &= \frac{R_{Ell}}{\sqrt{1 - e_{Ell}^2 \sin^2 \varphi}} \quad \text{und} \\
 E''_O &= \begin{bmatrix} (N_{Ell} + h) \cos \varphi \cos \lambda \\ (N_{Ell} + h) \cos \varphi \sin \lambda \\ [N_{Ell} (1 - e_{Ell}^2) + h] \sin \varphi \end{bmatrix} \quad (2.25)
 \end{aligned}$$

konvertiert (Abb. 2.11, Schritt 1). Die Hilfsgrößen e_{Ell} und N_{Ell} werden als Exzentrizität bzw. Krümmungsradius des Referenzellipsoids bezeichnet.

Der üblicherweise in koordinierter Weltzeit (UTC) gemessene Beobachtungszeitpunkt $t_{O,UTC}$

⁹Referenzellipsoid der IAU (1976): $f_{Ell} = 1/298.257$, $R_{Ell} = 6378140\text{m}$

(ausgedrückt in Julianischen Tagen) wird durch

$$\begin{aligned}
 T &= \frac{t_{O,UTC} - 2451545}{36525} \quad \text{und} \\
 \theta_O &= 18.697374558 \\
 &\quad + 879000.0513369072 T \\
 &\quad + 2.58622 \times 10^{-5} T^2 \\
 &\quad - 1.72 \times 10^{-9} T^3 \\
 &\quad + \Delta\psi \cos \epsilon
 \end{aligned} \tag{2.26}$$

in scheinbare Sternzeit Greenwich θ_O (in Stunden) mit der Hilfsgröße T umgerechnet. Die Fundamentalwinkel der Nutation $\Delta\psi$ (Nutation in der Länge; in Stunden einzusetzen) und $\Delta\epsilon$ (Nutation in der Schiefe) leiten sich aus der Nutationstheorie der *IAU* von 1980 her. Letzterer ist für die Berechnung der wahren Schiefe der Ekliptik

$$\epsilon = \epsilon_0 + \Delta\epsilon \tag{2.27}$$

mit ϵ_0 , der mittleren Schiefe der Ekliptik, notwendig. Diese lässt sich schließlich nach einer Potenzreihe von Laskar (1986) in Bogensekunden entwickeln zu

$$\begin{aligned}
 \epsilon_0 &= 84381.448 \\
 &\quad - 4680.93 T' \\
 &\quad - 1.55 T'^2 \\
 &\quad + 1999.25 T'^3 \\
 &\quad - 51.38 T'^4 \\
 &\quad - 249.67 T'^5 \\
 &\quad - 39.05 T'^6 \\
 &\quad + 7.12 T'^7 \\
 &\quad + 27.87 T'^8 \\
 &\quad + 5.79 T'^9 \\
 &\quad + 2.45 T'^{10},
 \end{aligned} \tag{2.28}$$

wobei hier im Unterschied zu Gl. 2.26

$$T' = \frac{t_{O,UTC} - 2451545}{3652500} \tag{2.29}$$

gesetzt wird.

Mit Hilfe von θ_O erfolgt die Bestimmung der geozentrischen Position E'_O und Geschwindigkeit (Abb. 2.11, Schritt 2) \dot{E}'_O des Beobachtungsortes mit Bezug auf den wahren Himmelsäquator und das aktuelle Äquinoktium zur Beobachtungsepoche t_O zu

$$E'_O = \begin{bmatrix} \cos \theta_O & -\sin \theta_O & 0 \\ \sin \theta_O & \cos \theta_O & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{bmatrix} E''_O \quad \text{bzw.} \tag{2.30}$$

$$\dot{E}'_O = \omega_E \begin{bmatrix} -\sin \theta_O & -\cos \theta_O & 0 \\ \cos \theta_O & -\sin \theta_O & 0 \\ 0 & 0 & 0 \end{bmatrix} E''_O. \tag{2.31}$$

In Gl. 2.31 geht die Rotationsgeschwindigkeit der Erde mit $\omega_E = 7.2921151467 \times 10^{-5} \text{rad/s}$ (Aoki et al., 1982) ein.

Korrekterweise müsste t_O in Gl. 2.26 als Zeitpunkt in Universalzeit (UT1) eingehen. Der vom Internationalen Erdrotationsdienst (IERS) bestimmte Unterschied $\Delta UT = UT1 - UTC$ übersteigt jedoch per Definition nie einen Betrag von 0.9s, so dass bei der Verwendung von UTC anstelle von UT1 ein maximaler Positionsfehler auf der Erdoberfläche von $\approx 420\text{m}$ auftreten kann. Das entspricht einem maximalen Winkelfehler von $\approx 14''$. Für die tägliche Aberration bedeutet das im ungünstigsten Fall einen vernachlässigbaren Fehler von $< 25\mu\text{s}$. Die Verwendung von UTC-Zeitpunkten ist somit legitim. Ebenso müsste in den Gl. 2.30 und 2.31 die Änderung der Position aufgrund der Polbewegung berücksichtigt werden. Ihr Betrag ist mit ca. 10m an der Erdoberfläche jedoch noch wesentlich kleiner als der Einfluss von ΔUT und kann deshalb ebenfalls vernachlässigt werden.

Der Übergang vom Geozentrum auf das Baryzentrum erfordert die baryzentrische Position und Geschwindigkeit der Erde zum Beobachtungszeitpunkt. Diese beiden Vektoren werden entsprechenden Ephemeridentheorien des Sonnensystems, wie z.B. *VSOP*¹⁰ (Moisson & Bretagnon, 2001) oder *DE*¹¹ (Standish, 1998) entnommen. Als Zeitargument verwenden solche Theorien i. Allg. baryzentrisch dynamische Zeit (TDB), so dass eine Umrechnung von $t_{O,UTC}$ (in Julianischen Tagen) in $t_{O,TDB}$ nötig ist. Diese lässt sich mittels

$$\begin{aligned} t_{O,TT} &= t_{O,UTC} + \Delta(TAI - UTC) + 3.725 \times 10^{-4}, \\ M[^\circ] &= 357.528 + 0.9856003(t_{O,TT} - 2451545.0) \text{ und} \\ t_{O,TDB} &= t_{O,TT} + 6.908 \times 10^{-5} \sin M + 5.8 \times 10^{-7} \sin 2M \end{aligned} \quad (2.32)$$

realisieren. Dabei enthält $\Delta(TAI - UTC)$ den aktuellen Offset zwischen internationaler Atomzeit (TAI) und UTC (ausgedrückt in Tagen). Die Hilfsgrößen $t_{O,TT}$ und M stehen für den Beobachtungszeitpunkt in terrestrischer Zeit (TT) bzw. die mittlere Anomalie der Erde zum Beobachtungszeitpunkt. Gl. 2.32 stellt eine Approximation der TDB im Genauigkeitsbereich von 10^{-5}s dar (Seidelmann, 1992), was für Zwecke der Bestimmung scheinbarer Örter von Sternen mehr als ausreichend ist.

Die Ephemeridentheorie liefert die baryzentrische Position B_E und Geschwindigkeit \dot{B}_E der Erde zum Beobachtungszeitpunkt im Koordinatensystem einer Referenzepoche t_{Ref} . Die beiden genannten Theorien beziehen sich jeweils auf das Internationale Himmelsreferenzsystem (ICRF), d.h. die Referenzepoche $t_{Ref} = J2000.0$. Die Vektoren E'_O und \dot{E}'_O werden deshalb nun durch Berücksichtigung von Präzession und Nutation in dieses Koordinatensystem mit Lage des Äquinoktiums zur Referenzepoche t_{Ref} zu E_O und \dot{E}_O über

$$\begin{aligned} E_O &= P^{-1}N^{-1}E'_O \text{ bzw.} \\ \dot{E}_O &= P^{-1}N^{-1}\dot{E}'_O \end{aligned} \quad (2.33)$$

transformiert (Abb. 2.11, Schritt 3). Die dafür nötigen Drehmatrizen P und N stammen aus der Präzessionstheorie der *IAU* von 1977 bzw. der bereits erwähnten Nutationstheorie von 1980. Letztendlich ergeben sich die baryzentrische Position (B_O) und Geschwindigkeit (\dot{B}_O) des Beobachtungsortes (Abb. 2.11, Schritt 4) durch einfache Vektoraddition zu

$$\begin{aligned} B_O &= B_E + E_O \text{ bzw.} \\ \dot{B}_O &= \dot{B}_E + \dot{E}_O. \end{aligned} \quad (2.34)$$

Es sei an dieser Stelle noch einmal erwähnt, dass sich B_O und \dot{B}_O auf den Beobachtungszeitpunkt mit Lage des Äquinoktiums zur Referenzepoche beziehen.

¹⁰ *VSOP* = Variations Séculaires des Orbites Planétaires, analytisch, aktuelle Version VSOP2000

¹¹ *DE* = JPL Development Ephemerides, numerisch, aktuelle offizielle Version DE405

Eigenbewegungen

Als nächstes wird aus den im Referenzsternkatalog verzeichneten äquatorialen Koordinaten, Rektaszension (α_K) und Deklination (δ_K), ein baryzentrischer Richtungsvektor B_S zum Stern zur Katalogeпоche t_K abgeleitet (Abb. 2.10, Schritt 1), und zwar

$$B_S(t_K) = \begin{bmatrix} \cos \alpha_K \cos \delta_K \\ \sin \alpha_K \cos \delta_K \\ \sin \delta_K \end{bmatrix}. \quad (2.35)$$

Dem Katalog werden weiterhin Informationen zur Eigenbewegung des Sterns in den äquatorialen Komponenten (μ_α und μ_δ) sowie die radiale Geschwindigkeit (v_r) und die Parallaxe π entnommen. Damit ist der auf die Einheitskugel normierte Vektor der Eigenbewegungen m gegeben durch

$$m = \begin{bmatrix} -\mu_\alpha \cos \delta_K \sin \alpha_K - \mu_\delta \sin \delta_K \cos \alpha_K + v_r \pi \cos \delta_K \cos \alpha_K \\ \mu_\alpha \cos \delta_K \cos \alpha_K - \mu_\delta \sin \delta_K \sin \alpha_K + v_r \pi \cos \delta_K \sin \alpha_K \\ \mu_\delta \cos \delta_K + v_r \pi \sin \delta_K \end{bmatrix}. \quad (2.36)$$

Die zwei Eigenbewegungskomponenten müssen hierbei in Radiant pro Zeiteinheit eingehen, während die Radialgeschwindigkeit in Astronomischen Einheiten (AU) pro Zeiteinheit eingesetzt wird. Die Zeiteinheiten aller drei Größen müssen übereinstimmen. Die Parallaxe wird in Radiant verwendet.

Sind die Parallaxe oder die radiale Geschwindigkeit des Sterns Null bzw. unbekannt, so fällt jeweils der letzte Term der Vektorkomponenten in Gl. 2.36 weg. In diesem Fall wird der Vektor ausschließlich aus den tangentialen Eigenbewegungen gebildet.

Mit $t_{O,TDB}$ als Zeitargument kann jetzt die Korrektur der Sternposition wegen Eigenbewegungen vorgenommen werden (Abb. 2.10, Schritt 2). Über

$$B_S(t_O) = B_S(t_K) + (t_{O,TDB} - t_K) m \quad (2.37)$$

entsteht ein neuer Richtungsvektor $B_S(t_O)$, der die baryzentrische Position des Sterns zum Beobachtungszeitpunkt widerspiegelt. Zu beachten ist hierbei, dass die Dimensionen der Zeit des Vektors m und der Differenz $(t_{O,TDB} - t_K)$ identisch müssen.

Anpassung an Ephemeridentheorie

Sofern sich das Koordinatensystem des Kataloges nicht auf dieselbe Lage des Äquinoktiums bezieht wie die verwendete Ephemeridentheorie des Sonnensystems, muss an dieser Stelle zunächst eine Gl. 2.33 ähnelnde Transformation von B_S erfolgen (Abb. 2.10, Schritt 3).

Parallaxe

Mit der baryzentrischen Position des Beobachtungsortes (Gl. 2.34) ist nun die Korrektur der Parallaxe des Sterns möglich. Dazu wird

$$O_S = \frac{B_S - \pi B_O}{|B_S - \pi B_O|} \quad (2.38)$$

berechnet (Abb. 2.10, Schritt 4). Als Ergebnis entsteht O_S , ein Richtungsvektor vom Beobachtungsort zum Stern für den Beobachtungszeitpunkt.

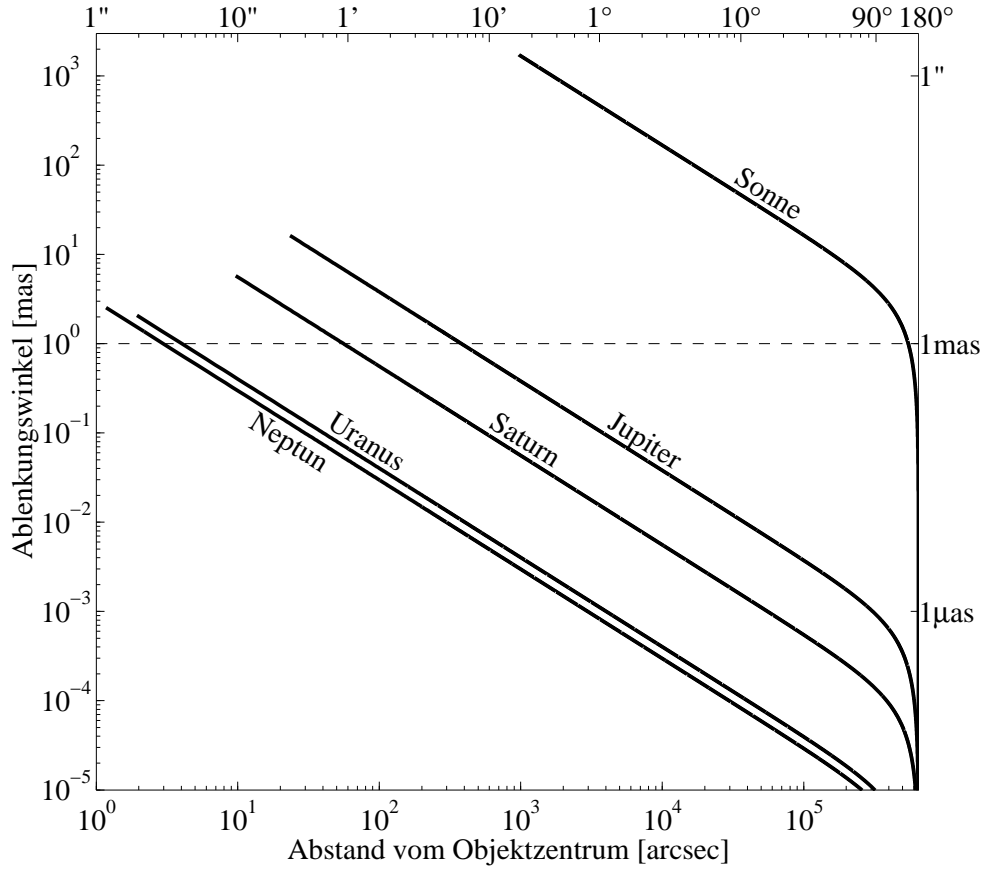


Abbildung 2.12: Gravitative Lichtablenkung durch große Körper des Sonnensystems. Die Berechnung erfolgte jeweils für den minimalen mittleren Abstand des Körpers von der Erde. Die Graphen beginnen am Rand des durch den Körper verdeckten Himmelsausschnittes. Die eingezeichnete Grenze von 1mas markiert die angestrebte Rechengenauigkeit.

Gravitative Lichtablenkung durch die Sonne

Um die Korrektur der Richtung aufgrund der gravitativen Lichtablenkung durch die Sonne bestimmen zu können, werden die Entfernung des Beobachtungsortes von der Sonne d_{OH} und die heliozentrische Richtung des Beobachtungsortes H_O zum Beobachtungszeitpunkt benötigt. Sie ergeben sich aus den Beziehungen

$$\begin{aligned} d_{OH} &= |B_O - B_H| \text{ und} \\ H_O &= \frac{B_O - B_H}{d_{OH}}. \end{aligned} \quad (2.39)$$

Die zur Berechnung dieser Größen nötige baryzentrische Position der Sonne B_H wird ebenfalls der bereits erwähnten Ephemeridentheorie des Sonnensystems entnommen.

Zusammen mit der Gravitationskonstante G , der solaren Masse M_H und der Lichtgeschwindigkeit c lässt sich nun der um gravitative Lichtablenkung durch die Sonne reduzierte Richtungsvektor O'_S bestimmen (Abb. 2.10, Schritt 5), und zwar durch

$$O'_S = O_S + \frac{2GM_H}{c^2 d_{OH}} \frac{(H_O - (O_S H_O) O_S)}{(1 + O_S H_O)}. \quad (2.40)$$

In unmittelbarer Umgebung der anderen massiven Körper des Sonnensystems kann die durch sie hervorgerufene gravitative Lichtablenkung zwar durchaus 10mas erreichen (Abb. 2.12), jedoch sind dort aufgrund von Überbelichtungen bei den für Asteroidenbeobachtungen üblichen Belichtungszeiten von $\tau > 30s$ normalerweise keine Messungen möglich, so dass ihre Einflüsse an dieser Stelle vernachlässigt werden.

Aberration

Nachdem die baryzentrische Geschwindigkeit des Beobachtungsortes mit der Lichtgeschwindigkeit über

$$\dot{B}'_O = \frac{\dot{B}_O}{c} \quad (2.41)$$

normiert wurde, ist die Berechnung des um Aberration korrigierten Vektors O''_S vom Beobachtungsort zum Stern (Abb. 2.10, Schritt 6) unter Verwendung der Hilfsgröße β^{-1} mittels

$$\begin{aligned} \beta^{-1} &= \sqrt{1 - \dot{B}'_O{}^2} \quad \text{und} \\ O''_S &= \frac{\beta^{-1} O'_S + \dot{B}'_O + (O'_S \dot{B}'_O) \dot{B}'_O / (1 + \beta^{-1})}{1 + O'_S \dot{B}'_O} \end{aligned} \quad (2.42)$$

möglich. Bei dieser Variante der Berechnung der Aberrationskorrektur werden auch relativistische Effekte nach Murray (1981) berücksichtigt.

Präzession und Nutation

Der Bezug auf die Lage des Äquinoktiums zum Beobachtungszeitpunkt wird über eine Transformation des Vektors O''_S mittels

$$O'''_S = N P O''_S \quad (2.43)$$

unter Verwendung der Drehmatrizen für Präzession und Nutation erreicht (Abb. 2.10, Schritt 7). Letztere werden auf die gleiche Weise wie schon für Gl. 2.33 ermittelt.

Äquatorialkoordinaten des scheinbaren Ortes

Zur Konvertierung in Äquatorialkoordinaten α und δ (Abb. 2.10, Schritt 8) werden die Komponenten des Einheitsvektors O'''_S , $x_{O'''}$, $y_{O'''}$ und $z_{O'''}$ betrachtet. Die Umrechnung erfolgt über

$$\begin{aligned} \alpha_{app} &= \arctan \frac{y_{O'''}}{x_{O'''}} \quad \text{und} \\ \delta_{app} &= \arcsin z_{O'''}. \end{aligned} \quad (2.44)$$

2.4.2 Refraktion

Allgemeines

Als atmosphärische Refraktion wird die Ablenkung eines Lichtstrahls beim Durchlaufen der Erdatmosphäre bezeichnet. Sie beruht auf der unterschiedlichen optischen Dichte der Luftschichten in verschiedenen Höhen, für deren quantitative Beschreibung der Brechungsindex n verwendet wird. Da eine Messung der Brechungsindizes entlang des Lichtweges praktisch nicht möglich ist, sind Theorien entwickelt worden, die Berechnungen der Refraktionswinkel — der Unterschiede zwischen gekrümmten und hypothetisch geraden Lichtwegen — nur auf der Grundlage der am Beobachtungsort gemessenen atmosphärischen Parameter zulassen. Die hier verwendete Methode ist in Stone (1996) ausführlich dargestellt. Zum besseren Verständnis sollen an dieser Stelle nur die wichtigsten und für die Problemstellung relevanten Zusammenhänge angeführt werden.

Unter der Annahme, dass die Atmosphäre der Erde aus sphärisch angeordneten Schichten besteht, kann der Refraktionswinkel (im Folgenden kurz: Refraktion) exakt berechnet werden über

$$R(\lambda) = r_0 n_0 \sin z_0 \int_1^{n_0} \frac{dn}{n \sqrt{r^2 n^2 - r_0^2 n_0^2 \sin^2 z_0}} \quad (2.45)$$

mit

R	Refraktion,
λ	Lichtwellenlänge,
r_0	Geozentrische Distanz des Beobachtungsortes,
r	Geozentrische Distanz eines Punktes entlang des Lichtweges,
n_0	Brechungsindex am Beobachtungsort in Abhängigkeit von λ ,
n	Brechungsindex an einem Punkt entlang des Lichtweges in Abhängigkeit von λ und
z_0	Scheinbare (von Refraktion beeinflusste) Zenitdistanz.

Unter Verwendung der Regel von Gladstone–Dale für die Berechnung von n (aus n_0 und der Luftdichte an einem Punkt entlang des Lichtweges sowie der Luftdichte am Beobachtungsort) und Entwicklung von Gl. 2.45 als Potenzreihe (Vernachlässigung von Gliedern ab Ordnung $\tan^5 z_0$) lässt sich diese darstellen als

$$R(\lambda) = (n_0 - 1)(1 - \beta) \tan z_0 - (n_0 - 1) \left(\beta - \frac{n_0 - 1}{2} \right) \tan^3 z_0. \quad (2.46)$$

Hierbei steht β für den Quotienten aus der Mächtigkeit einer hypothetischen, homogenen Atmosphäre derselben Dichte wie am Beobachtungsort und der geozentrischen Distanz des Beobachtungsortes (r_0). Nach Stone (1996) ergaben numerische Approximationen für den Dividenten, dass β nur unter Verwendung der absoluten Temperatur T_0 am Beobachtungsort vereinfacht berechnet werden kann über

$$\beta = 0.001254 \left(\frac{T_0}{273.15K} \right). \quad (2.47)$$

T_0 lässt sich aus der in °C gemessenen Lufttemperatur t_0 nach der bekannten Gleichung $T_0 = t_0 + 273.15$ berechnen. Nach Stone (1996) stellt Gl. 2.46 eine sehr gute Approximation für Zenitdistanzen $z_0 < 75^\circ$ dar. Für größere Zenitdistanzen, die für astrometrische Beobachtungen jedoch vermieden werden sollten, müssen weitere Glieder der Potenzreihe berücksichtigt werden, deren Berechnung dann allerdings detaillierte Informationen über die atmosphärischen Bedingungen in allen Schichten der Atmosphäre erfordert. Die über Gl. 2.46 berechnete Refraktion wird bei Stone noch mit einem weiteren Parameter κ multipliziert. Er gibt das Verhältnis der Normalschwere¹² zuzüglich Freiluftkorrektur¹³ am Beobachtungsort zur Normalschwere am Äquator wieder und dient dem Übergang vom sphärischen auf das ellipsoidische Atmosphärenschichtmodell. Der Faktor κ wirkt sich linear auf die errechneten Refraktionswerte aus. Das Ziel der vorliegenden Arbeit sind jedoch differentielle Positionsbestimmungen, für die ausschließlich differentielle Refraktionseffekte von Belang sind. Lineare Anteile schlagen sich im Bildmaßstab nieder und werden von den entsprechenden Plattenkonstanten absorbiert (siehe Abschnitt 2.6). Deshalb kann $\kappa = 1.0$ gesetzt werden, was im Übrigen der Berechnung mit einer sphärischen Atmosphärenschichtung entspricht.

Die letzte verbliebene Unbekannte in Gl. 2.46 ist der Brechungsindex n_0 am Beobachtungsort, der nach dem empirischen Modell von Owens (1967) berechnet werden kann. Dazu müssen Temperatur t_0 (in °C), Luftdruck $P_{A,0}$ (in hPa) und Wasserdampfdruck $P_{W,0}$ (in hPa) am Beobachtungsort bekannt sein. Letzterer kann aus der relativen Luftfeuchtigkeit RH_0 am Beobachtungsort über den Taupunkt t_{DP} , der durch

$$t_{DP} = 238.3 \left(\frac{(t_0 + 238.3) \ln \left(\frac{RH_0}{100.0} \right) + 17.2694t_0}{(t_0 + 238.3) (17.2694 - \ln \left(\frac{RH_0}{100.0} \right)) - 17.2694t_0} \right), \quad (2.48)$$

¹²Die Normalschwere ist allein von der Breite abhängig.

¹³Die Freiluftkorrektur berücksichtigt die Abnahme der Schwere mit zunehmender Höhe.

gegeben ist, wie folgt abgeleitet werden:

$$\begin{aligned}
 P_{W,0} = & 6.01116 \\
 & + 4.55595 \times 10^{-1} t_{DP} \\
 & + 1.42359 \times 10^{-2} t_{DP}^2 \\
 & + 2.46498 \times 10^{-4} t_{DP}^3 \\
 & + 3.17699 \times 10^{-6} t_{DP}^4 \\
 & + 2.71240 \times 10^{-8} t_{DP}^5.
 \end{aligned} \tag{2.49}$$

Nach Owens ergibt sich der Brechungsindex nun zu

$$\begin{aligned}
 (n_0 - 1) \times 10^8 = & \left(2371.34 + \frac{683939.7}{130 - w^2} + \frac{4547.3}{38.9 - w^2} \right) D_d \\
 & + (6487.31 + 58.058w^2 - 0.71150w^4 + 0.08851w^6) D_w.
 \end{aligned} \tag{2.50}$$

Die Wellenzahl w wird mittels

$$w = \frac{1000}{\lambda} \tag{2.51}$$

bestimmt, wobei λ in nm eingeht. Weiterhin sind die Faktoren D_d und D_w für die Anteile der trockenen bzw. feuchten Luft gegeben durch

$$\begin{aligned}
 D_d = & \left[1 + (P_{A,0} - P_{W,0}) \left(57.90 \times 10^{-8} - \frac{9.3250 \times 10^{-4}}{T_0} + \frac{0.25844}{T_0^2} \right) \right] \\
 & \times \frac{P_{A,0} - P_{W,0}}{T_0} \text{ und} \\
 D_w = & \left[1 + (P_{W,0} + 3.7 \times 10^{-4} P_{W,0}^2) \right. \\
 & \times \left(-2.37321 \times 10^{-3} + \frac{2.23366}{T_0} - \frac{710.792}{T_0^2} + \frac{77514.1}{T_0^3} \right) \left. \right] \frac{P_{W,0}}{T_0},
 \end{aligned} \tag{2.52}$$

wobei T_0 wie bereits erwähnt für die absolute Temperatur am Beobachtungsort steht. Dieser Formalismus gilt nach Owens für die folgenden Wertebereiche der Eingangsparameter:

$$\begin{aligned}
 -23^\circ\text{C} & \leq t_0 \leq 47^\circ\text{C}, \\
 0\text{hPa} & \leq P_{A,0} \leq 4043\text{hPa}, \\
 0\% & \leq RH_0 \leq 100\% \text{ und} \\
 230.2\text{nm} & \leq \lambda \leq 2058.6\text{nm}.
 \end{aligned}$$

Mit Gl. 2.46 kann nun die Refraktion für monochromatisches Licht berechnet werden. Abb. 2.13 zeigt die Abhängigkeit der Refraktion von den verschiedenen Einflussgrößen. Aus den Teilabbildungen a bis c können Aussagen über die notwendige Messgenauigkeit für die Erfassung der atmosphärischen Bedingungen am Beobachtungsort abgeleitet werden. Den Änderungsraten kann entnommen werden, dass der Einfluss der Temperatur fast eine Größenordnung über dem des Luftdruckes und dieser wiederum etwas mehr als eine Größenordnung über dem der relativen Luftfeuchtigkeit liegt. Eine quantitative Aussage über die erforderliche Messgenauigkeit hängt allerdings stark von der Zenitdistanz ab, in der die Beobachtungen ausgeführt werden (Teilabbildung d). Als Richtwerte können die Empfehlungen von Stone (1996) für hohe Genauigkeiten (Änderung der Refraktion $\pm 50\text{mas}$) angesehen werden, die sich auch aus Abb. 2.13 ablesen lassen. Demnach sollten die Temperatur t_0 zumindest auf $\pm 0.1^\circ\text{C}$, der Luftdruck $P_{A,0}$ auf $\pm 0.5\text{hPa}$ und die relative Luftfeuchtigkeit RH_0 auf $\pm 10\%$ bestimmt werden.

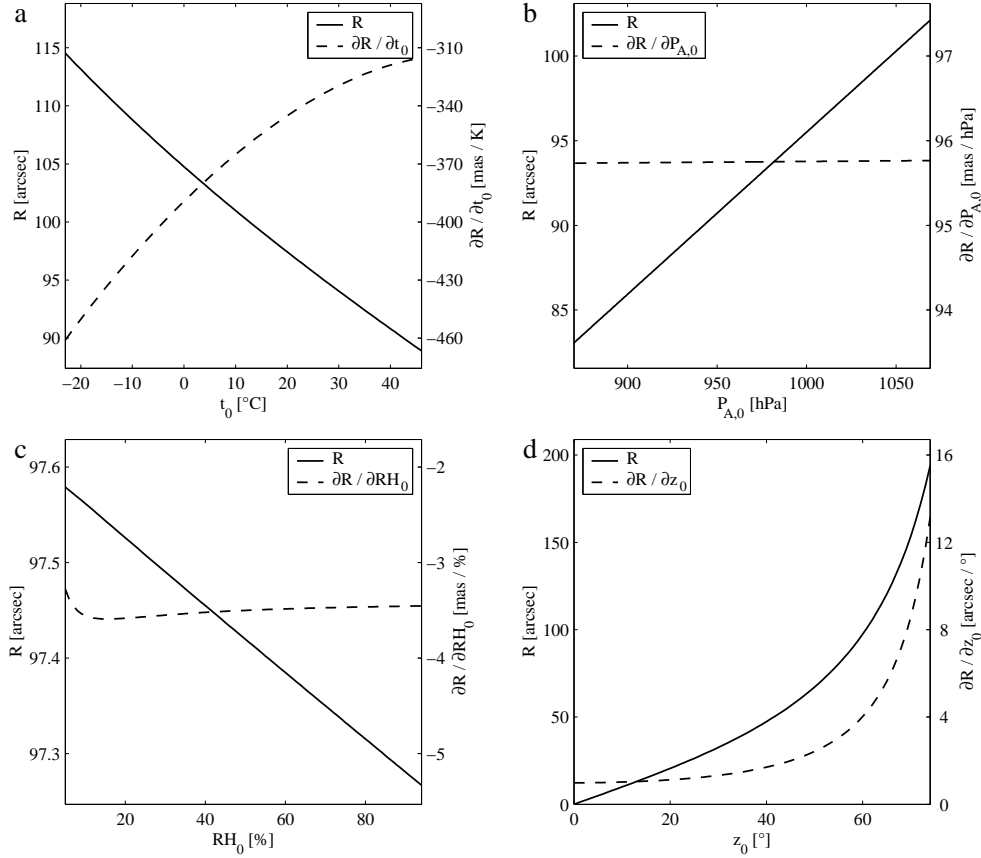


Abbildung 2.13: Abhängigkeit der Refraktion von verschiedenen Parametern. Jeweils eine der Einflussgrößen ist in den Einzelabbildungen variabel gehalten. Die anderen besitzen folgende Werte: Temperatur $t_0 = 20^{\circ}\text{C}$, Luftdruck $P_{A,0} = 1020\text{hPa}$, relative Luftfeuchtigkeit $RH_0 = 50\%$, Zenitdistanz $z_0 = 60^{\circ}$, Lichtwellenlänge $\lambda = 570\text{nm}$ (gelbes Licht). Die durchgezogenen Linien zeigen den absoluten Verlauf, die Strichlinien die Ableitung der Refraktion nach der jeweiligen Größe. a) Temperatureinfluss. b) Luftdruckeinfluss. c) Einfluss der relativen Luftfeuchtigkeit. d) Abhängigkeit der Refraktion von der Zenitdistanz. Beachtet werden sollten die unterschiedlichen Skalierungen der Größenachsen, insbesondere bei der Ableitung in Teilabbildung d (arcsec/ $^{\circ}$, nicht mas/ $^{\circ}$).

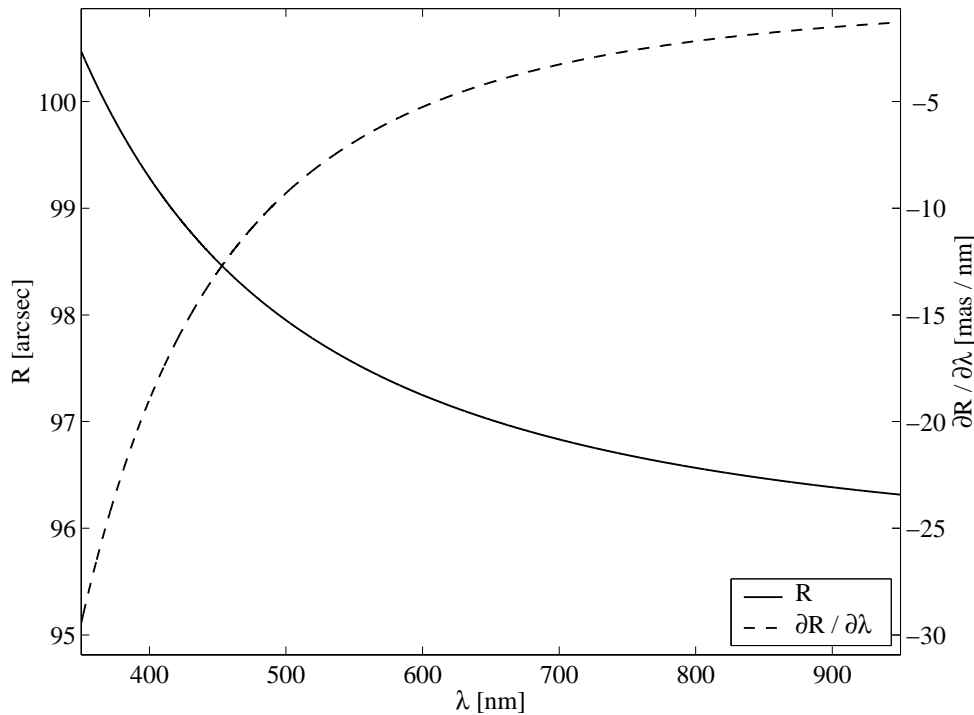


Abbildung 2.14: Abhängigkeit der Refraktion von der Lichtwellenlänge λ . Zur Darstellung wurden folgende Werte verwendet: Temperatur $t_0 = 20^\circ\text{C}$, Luftdruck $P_{A,0} = 1020\text{hPa}$, relative Luftfeuchtigkeit $RH_0 = 50\%$, Zenitdistanz $z_0 = 60^\circ$. Die durchgezogene Linie zeigt den absoluten Verlauf, die Strichlinie die Ableitung der Refraktion nach der Wellenlänge.

Wie bereits erwähnt, sind für die differentielle Astrometrie lediglich die relativen Auswirkungen der Refraktion auf die Objekte der Aufnahme von Bedeutung. Absolute Anteile, also auch Fehler in den Absolutgliedern, heben sich bei dieser Art der Positionsbestimmung gänzlich auf. Anders sieht das für Fehler in den linearen und quadratischen Gliedern aus. Schildknecht (1994) hat die Auswirkungen dieser Anteile auf die Positionsgenauigkeit für den Fall eines unwahrscheinlich hohen Gesamtfehlers der Refraktion von $1''$ untersucht. Für eine Zenitdistanz von 70° und ein 2° -Bildfeld ergibt sich somit ein maximaler Positionsfehler von ca. 150mas aufgrund des linearen bzw. ca. 10mas aufgrund des quadratischen Anteils am Gesamtpositionsfehler. Bei geeigneter Wahl des Transformationspolynoms kann der lineare Anteil durch die Plattenkonstanten, die den Bildmaßstab charakterisieren, komplett und der quadratische Anteil zumindest teilweise absorbiert werden (siehe Abschnitt 2.6). Aus diesen Überlegungen folgt, dass für die differentielle Positionsbestimmung die Anforderungen an die Messgenauigkeit der atmosphärischen Parameter ohne Verlust an Positionsgenauigkeit gesenkt werden können. Nach Stone (1996) sind für Genauigkeiten von $\Delta R \pm 10\text{mas}$ in einem 5° -Bildfeld Temperaturablesungen auf $\pm 0.5^\circ\text{C}$ und Druckablesungen auf $\pm 1\text{hPa}$ ausreichend, während die relative Luftfeuchtigkeit überhaupt keine Berücksichtigung mehr finden muss.

Differentielle chromatische Refraktion

Bei der Behandlung der reinen atmosphärischen Refraktion im vorangegangenen Teilabschnitt wurde die Abhängigkeit von der Wellenlänge des Lichtes (Abb. 2.14) vorerst außer Acht gelassen. Diese Vorgehensweise entspricht der Verwendung eines extrem schmalen Passbandes (wenige Nanometer) für die Herstellung der Aufnahme, wie es z.B. mit Interferenzfiltern erzeugt werden kann. Jedoch ist der Intensitätsverlust der Abbildungen bei dieser Variante enorm hoch (5mag sind realistisch) und kommt deshalb für die meisten Anwendungen nicht in Betracht. Bei der Nutzung breiterer Passbänder für die Aufnahme sind allerdings chromatische Effekte der Refraktion signifikant und müssen zur Erreichung hoher Genauigkeiten berücksichtigt werden.

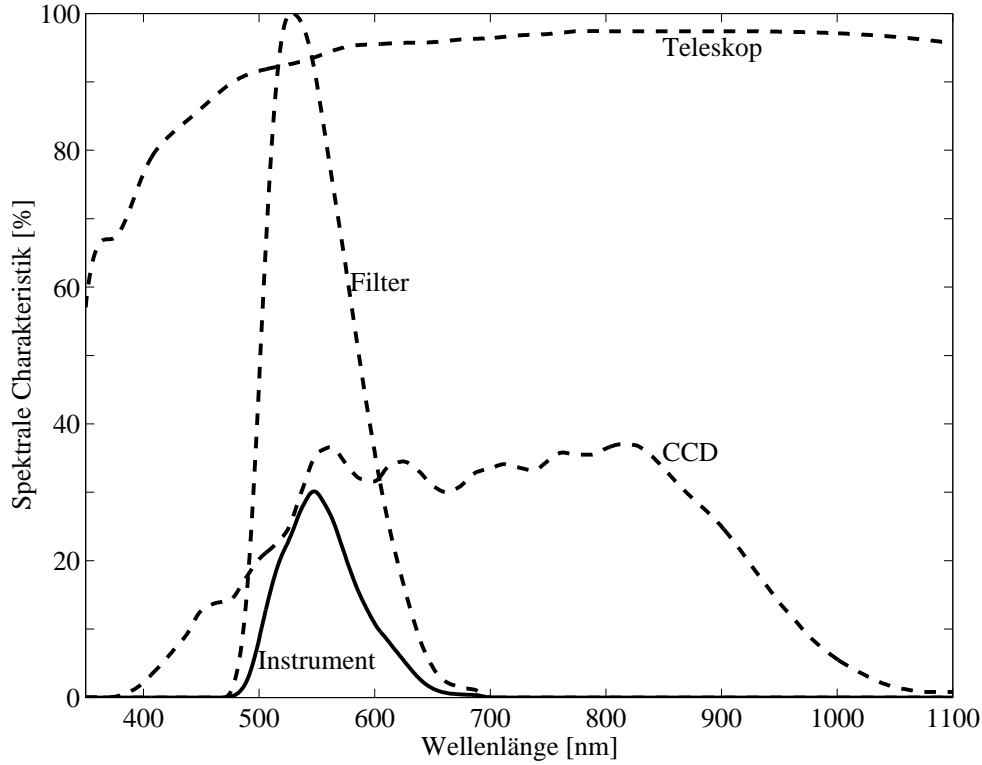


Abbildung 2.15: Instrumentelle spektrale Charakteristik. Ableitung der instrumentellen spektralen Charakteristik (ausgezogene Linie) durch Faltung der Quanteneffizienz des CCD-Chips (im Bsp. Kodak KAF-16800) mit der Durchlasscharakteristik des Filters (im Bsp. Standard V-Filter) und der Teleskopoptik (im Bsp. hypothetisches Teleskop mit zwei Silber-Reflektoren).

Stone (1984) beschreibt eine einfache Methode für diese Zwecke, indem eine mittlere Refraktion für ein Objekt berechnet wird. Dazu werden die für jede Wellenlänge des Passbandes ermittelten Werte der Refraktion mit der scheinbaren Intensität des Signals für diese Wellenlänge gewichtet und aufsummiert (Momentanalyse), so dass gilt

$$R_M = \frac{\int_0^\infty S(\lambda)E(\lambda)A(\lambda)L(\lambda)F(\lambda)D(\lambda)R(\lambda)d\lambda}{\int_0^\infty S(\lambda)E(\lambda)A(\lambda)L(\lambda)F(\lambda)D(\lambda)d\lambda} \quad (2.53)$$

mit

- R_M Mittlere Refraktion,
- λ Lichtwellenlänge,
- S Spektrale Energieverteilung des Objektes,
- E Durchlasscharakteristik interstellarer Materie,
- A Durchlasscharakteristik der Atmosphäre,
- L Durchlasscharakteristik der Teleskopoptik,
- F Durchlasscharakteristik des Filters,
- D Quanteneffizienz des Detektors und
- R Wellenlängenspezifische Refraktion nach Gl. 2.46.

Zur Vereinfachung können die für ein bestimmtes Beobachtungsinstrument spezifischen (und unveränderlichen) Komponenten L , F und D im Vorfeld der Beobachtung durch Faltung zusammengefasst werden zu I , der instrumentellen spektralen Charakteristik (siehe Abb. 2.15).

Die Durchlasscharakteristik interstellarer Materie lässt sich beschreiben durch

$$E(\lambda) = 10^{-0.4\rho E_B - V a_I(\lambda)}. \quad (2.54)$$

Hierbei steht E_{B-V} für den Farbezcess, d.h. die Vergrößerung der Farbindizeswerte ($B - V$) aufgrund der stärkeren Absorption des blauen Lichtes an interstellarem Staub (Englisch: Reddening). Parameter ρ ist definiert als Verhältnis der interstellaren Absorption zum Farbezcess. Empirisch wurde $\rho \approx 3$ gefunden. Die wellenlängenabhängige interstellare Absorption $a_I(\lambda)$ (in Magnituden) kann numerisch approximiert werden über

$$a_I(\lambda) = -0.544472 + \frac{995.958}{\lambda} - \frac{80541.4}{\lambda^2} \quad (2.55)$$

mit λ in nm. Gl. 2.55 ist normiert für $\rho E_{B-V} = 1.0$.

Die atmosphärische Durchlasscharakteristik kann mit Hilfe der Beziehung

$$A(\lambda) = a_A(\lambda)^{\sec z_0} \quad (2.56)$$

berechnet werden, wobei die wellenlängenabhängige atmosphärische Absorption über

$$a_A(\lambda) = 1.33425 - \frac{584.170}{\lambda} + \frac{290928}{\lambda^2} - \frac{67625500}{\lambda^3} \quad (2.57)$$

mit λ in nm numerisch approximiert wird.

Die Ermittlung der spektralen Energieverteilung des beobachteten Objektes stellt das größte Problem bei der Bestimmung der chromatischen Refraktion dar. Ist der Spektraltyp bekannt, so kann die gemessene spektrale Energieverteilung eines Sterns desselben Typs zur Berechnung herangezogen werden. Entsprechende umfangreiche Tabellen können bspw. Sviderskiene (1988) entnommen werden. In umfangreichen aktuellen Sternkatalogen, die als Quelle für Referenzkoordinaten bei der differentiellen Positionsbestimmung herangezogen werden können, sind jedoch keine Spektraltypen aufgeführt. Stone (1996) schlägt für diesen Fall einfach die Verwendung des häufigsten Spektraltyps für schwache Sterne K0 vor. Sofern die Quellen des Sternkataloges über Angaben zur scheinbaren Helligkeit in zwei oder mehr Spektralbereichen bzw. deren Differenzen (Farbindizes) verfügen, besteht jedoch eine bessere Möglichkeit der Bestimmung einer geeigneten spektralen Energieverteilung, die nun im Einzelnen näher erläutert werden soll. Beispielsweise soll dabei auf die Verwendung des derzeit in der Astrometrie verbreitet eingesetzten Kataloges *Tycho-2* (Høg et al., 2000a) Bezug genommen werden.

Zunächst ist es erforderlich, die spektralen Charakteristika der Instrumente (Optik, Filter, Detektor), die zur Herstellung des Kataloges verwendet wurden, zu kennen. In einer Reihe von Katalogen sind jedoch direkt Helligkeitsangaben bzw. Farbindizes für fotometrische Standardsysteme zu finden. Weit verbreitet ist das erweiterte fotometrische System von Johnson–Morgan (Johnson & Morgan, 1953) mit den effektiven Wellenlängen der Passbänder für ultraviolettes (U), blaues (B), sichtbares (V), rotes (R) und infrarotes (I) Licht. Entsprechende tabellierte spektrale Charakteristika sind in Bessell (1990) enthalten. *Tycho-2* enthält Helligkeitsangaben für B_T und V_T , die nicht exakt den Johnson–Morgan-Standards entsprechen. Eine Umrechnung des instrumentellen Farbindex ($B_T - V_T$) in den Standardindex ($B - V$) ist näherungsweise über $(B - V) = 0.85(B_T - V_T)$ möglich (Høg et al., 2000b), jedoch aufgrund der Abhängigkeit von den meist unbekannten Größen, Leuchtkraftklasse und Farbezcess des Sterns, nicht ratsam (Høg et al., 2000a). Besser ist deshalb die direkte Verwendung der entsprechenden spektralen Transmissionskurven für B_T und V_T , die in Bessell (2000) tabelliert sind.

Weiterhin muss eine umfangreiche Bibliothek spektraler Energieverteilungen von Sternen verschiedenen Typs zur Verfügung stehen. Diese Bibliothek kann sowohl empirischer, wie z.B. die Vilnius Spektren (Sviderskiene, 1988), als auch synthetischer Natur, wie z.B. *BaSeL*¹⁴ (Lattmann et al., 2002), sein. Von diesen spektralen Energieverteilungen werden nun synthetische Farbindizes ($C_1 - C_2$) mit denselben instrumentellen spektralen Charakteristika (I_1 und I_2)

¹⁴ *BaSeL* = Basel Stellar Library

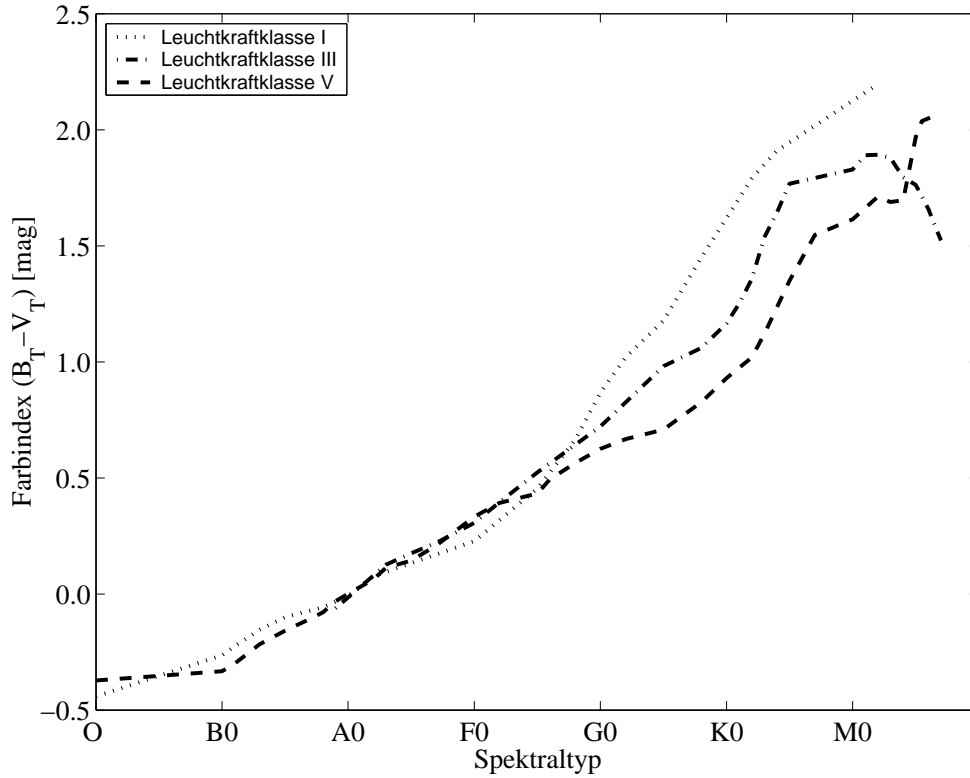


Abbildung 2.16: Synthetische Farbindizes für *Tycho-2* Passbänder. Als Grundlage für die Berechnung dienten die spektralen Energieverteilungen von Sviderskiene (1988) (hier repräsentiert durch zugehörige Spektraltypen). Außerdem wurde ein Farbxzess von $E_{B-V} = 0$ angenommen.

abgeleitet, wie sie zur Herstellung des Kataloges Verwendung fanden, also

$$(C_1 - C_2) = -2.5 \lg \left(\frac{\int_0^\infty S(\lambda) E(\lambda) I_1(\lambda) d\lambda}{\int_0^\infty S(\lambda) E(\lambda) I_2(\lambda) d\lambda} \right) - k. \quad (2.58)$$

Die Konstante k repräsentiert die Nullpunktkorrektur der Farbindizes, denn per Definition sind für Sterne des Typs A0 alle Farbindizes $(C_1 - C_2) \equiv 0$. Ein Zahlenwert für k wird erhalten, wenn in den ersten Term der Gl. 2.58 für S die spektrale Energieverteilung eines A0-Sterns, wie z.B. Wega, eingesetzt wird. Ein empirisches Modell der spektralen Energieverteilung dieses Sterns ist in Dreiling & Bell (1980) tabelliert.

Als Ergebnis besteht nun ein Zusammenhang zwischen mit dem Katalog vergleichbaren Farbindizes und zugehörigen spektralen Energieverteilungen. Für den Farbindex $(B_T - V_T)$ des *Tycho-2* ergibt sich unter Verwendung der spektralen Energieverteilungen von Sviderskiene (1988) ein Zusammenhang gemäß Abb. 2.16. Für die Darstellung wurde zunächst ein Farbxzess von $E_{B-V} = 0$ angenommen. Die Nullpunktkorrektur erfolgte mit dem Modell von Wega nach Dreiling & Bell (1980), wobei sich für die Konstante aus Gl. 2.58 ein Wert von $k = -0.09\text{mag}$ ergab. Aus Abb. 2.16 ist ersichtlich, dass die Variation der Farbindizes aufgrund der meist unbekannten Leuchtkraftklasse für kältere Sterne (jenseits G0) stärker ist. Dabei handelt es sich um eine Eigenart des Farbindex $(B - V)$. Bei anderen Farbindizes, wie z.B. $(V - R)$ oder $(V - I)$, kann die Variation mit der Leuchtkraftklasse durchaus vernachlässigbar sein (Abb. 2.17). Ein ähnliches Verhalten der Farbindizes wird auch deutlich, wenn sich der meist ebenfalls unbekannte Farbxzess ändert (Malyuto & Meinel, 2000), d.h. $(B - V)$ zeigt im Gegensatz zu $(V - R)$ oder $(V - I)$ eine relativ starke Abhängigkeit vom Farbxzess. Mit dem Ziel der Minimierung von Fehlern sollte im Fall des *Tycho-2* auf die am häufigsten vertretene Leuchtkraftklasse V für Hauptreihensterne zurückgegriffen werden. Langhans et al. (2003) konnten zeigen, dass selbst mit $(B - V)$ -Indizes auf diese Weise signifikante Verbesserungen gegenüber dem Fall der Annahme eines einheitlichen Spektraltyps für alle Objekte erzielt werden können.

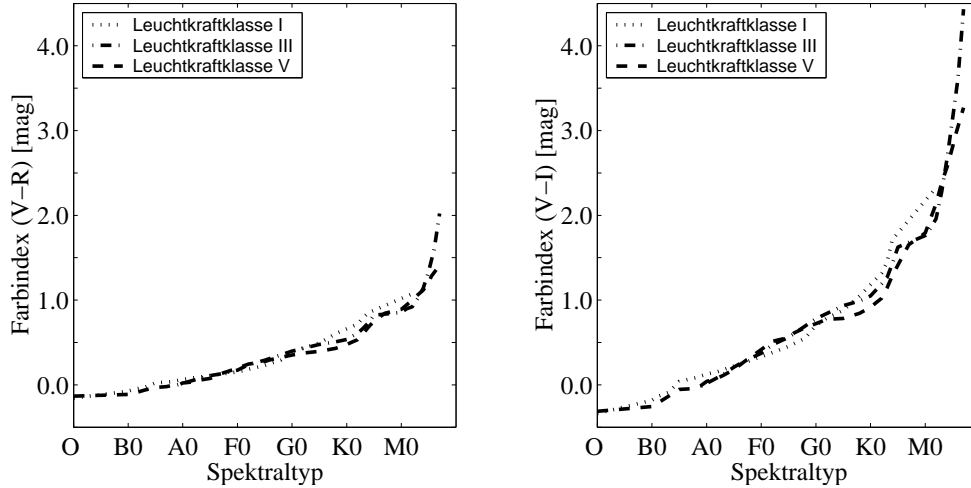


Abbildung 2.17: Synthetische Farbindizes für Johnson–Morgan Passbänder. Als Grundlage für die Berechnung dienten die spektralen Energieverteilungen von Sviderskiene (1988) (hier repräsentiert durch zugehörige Spektraltypen). Weiterhin wurde ein Farbzexzess von $E_{B-V} = 0$ angenommen. Dargestellt sind die Indizes $(V - R)$ und $(V - I)$.

Zusammenfassend bleibt festzuhalten, dass derzeit ein Defizit an verfügbaren Informationen zur sauberen Korrektur der Farbrefraktionseinflüsse auf CCD-Aufnahmen besteht. Den einzigen Ausweg stellt deshalb zur Zeit die Kopplung astrometrischer und fotometrischer Kataloge dar, wie sie bspw. in der zweiten Ausgabe des *UCAC2*¹⁵ realisiert ist (Zacharias et al., 2003). Den in nur einem Passband (579-642nm) bestimmten astrometrischen Daten wurden fotometrische Informationen aus dem Projekt *2MASS*¹⁶ (Cutri et al., 2003) im infraroten Bereich hinzugefügt. Aufgrund der nachträglichen Verknüpfung der beiden Kataloge besteht jedoch die Gefahr von gelegentlich falsch identifizierten Sternen (Zacharias et al., 2003). Ein Beispiel zum Einsatz der im *UCAC2* enthaltenen Helligkeitsangaben für die Korrektur der Farbrefraktion gibt Abschnitt 4.1.5.

Eine zukünftige konsistente Lösung wird der aus den Daten der Satellitenmission *GAIA* generierte Katalog bieten. Er wird etwa 1 Milliarde Sterne umfassen und damit vollständig bis $V \approx 20\text{mag}$ sein. Die angestrebte astrometrische Genauigkeit soll für Sterne mit $V \approx 15\text{mag}$ etwa $10\mu\text{as}$ betragen (Perryman, 2002). Fotometrische Messungen werden zudem in etwa 15 Passbändern durchgeführt (Jordi et al., 2003a). Mit diesen Daten wird eine Bestimmung der drei fundamentalen stellaren Parameter effektive Temperatur (T_{eff}), Gravitation an der Oberfläche ($\lg g$) sowie Metallgehalt ($[Fe/H]$) möglich (Bailer-Jones, 2002; Malyuto, 2003). Diese Informationen können verwendet werden, um entweder entsprechende spektrale Energieverteilungen für Sterne zu generieren, bzw. diese einer Bibliothek, wie z.B. der *BaSeL* (Lastennet et al., 2002), zu entnehmen. Ein weiteres Ziel von *GAIA* ist die Bestimmung der interstellaren Extinktion für jeden Stern (Jordi et al., 2003b). Damit sind alle Parameter für die strikte Berechnung der Farbrefraktion bekannt. Der Start von *GAIA* ist zur Zeit für das Jahr 2010 vorgesehen.

Berücksichtigung des Refraktionseinflusses

Der für jeden einzelnen Stern einer Aufnahme mittels Gl. 2.53 berechnete, mittlere Refraktionseinfluss R_M soll nun durch Reduktion der Zenitdistanz, unter welcher er zum Beobachtungszeitpunkt steht, berücksichtigt werden. Ausgangspunkt für diese Berechnung ist die scheinbare Position des Sterns ($\alpha_{app}, \delta_{app}$) aus Gl. 2.44. Die Zusammenhänge zwischen den einzelnen not-

¹⁵ *UCAC2* = United States Naval Observatory CCD Astrograph Catalog

¹⁶ *2MASS* = Two Micron All Sky Survey

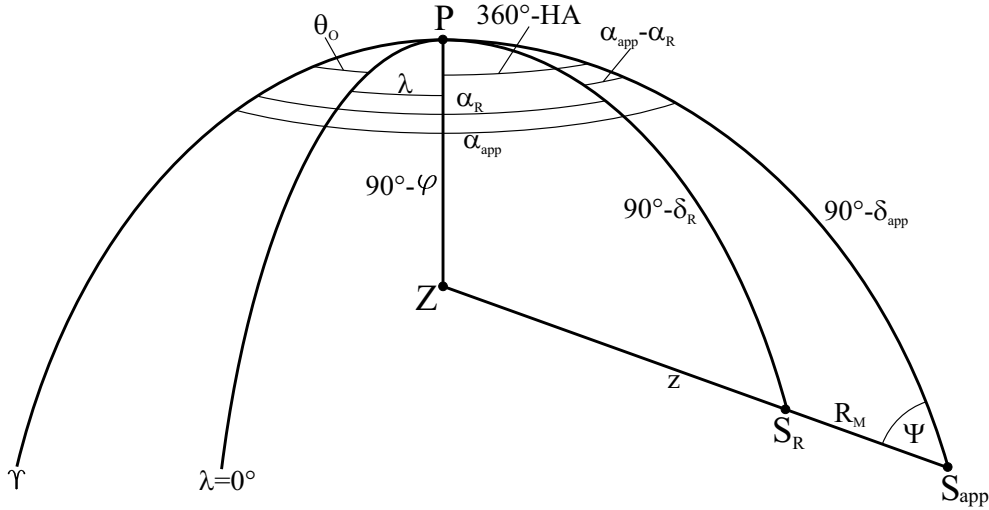


Abbildung 2.18: Korrektur des Refraktionseinflusses. Symbole: Nördlicher Himmelspol P , Zenit Z , Sternposition mit (S_R) und ohne (S_{app}) Refraktionseinfluss R_M sowie deren Äquatorialkoordinaten (α_R, δ_R) bzw. $(\alpha_{app}, \delta_{app})$, Zenitdistanz z , Länge λ , Breite φ , Äquinoktium Υ , parallaktischer Winkel Ψ , scheinbare Sternzeit in Greenwich θ_O zum Beobachtungszeitpunkt und Stundenwinkel HA .

wendigen Größen sind in Abb. 2.18 veranschaulicht. Gleiche Symbole aus Abschnitt 2.4.1 (siehe Tab. 2.1) werden mit identischer Bedeutung weiter verwendet und nicht erneut erläutert.

Zunächst wird der Stundenwinkel HA für die von der Refraktion unbeeinflusste Sternposition S_{app} berechnet:

$$HA = \theta_O + \lambda - \alpha_{app}. \quad (2.59)$$

Wiederholt sei an dieser Stelle angemerkt, dass die Länge des Beobachtungsortes λ hier positiv in Richtung Osten definiert ist. Die Zenitdistanz z von S_{app} ist nun gegeben durch

$$\cos z = \sin \delta_{app} \sin \varphi + \cos \delta_{app} \cos \varphi \cos HA. \quad (2.60)$$

Jetzt kann der parallaktische Winkel Ψ in S_{app} bestimmt werden. Dazu wird

$$\cos \Psi = \frac{\sin \varphi \cos \delta_{app} - \cos \varphi \sin \delta_{app} \cos HA}{\sin z} \quad (2.61)$$

berechnet. Die korrigierten Koordinaten ergeben sich nun zu

$$\begin{aligned} \delta_R &= \arcsin(\sin \delta_{app} \cos R_M + \cos \delta_{app} \sin R_M \cos \Psi) \quad \text{und} \\ \alpha_R &= \alpha_{app} - \arccos \left(\frac{\cos R_M \cos \delta_{app} - \sin R_M \sin \delta_{app} \cos \Psi}{\cos \delta_R} \right). \end{aligned} \quad (2.62)$$

Diese Koordinaten bilden später die Grundlage für die Ableitung der Plattenkonstanten (Abschnitt 2.6) und damit auch für die relative Positionsbestimmung aller Neupunkte, d.h. aller nicht im Referenzsternkatalog aufgeführten Objekte einer CCD-Aufnahme.

2.5 Identifikation der Referenzobjekte in der Aufnahme

Um unterscheiden zu können, ob es sich bei einem bestimmten Objekt in der CCD-Aufnahme um ein bereits im Referenzsternkatalog verzeichnetes oder um einen Neupunkt handelt, ist eine Identifikation der Katalogobjekte in der Aufnahme erforderlich. Da eine visuelle Untersuchung der Aufnahme vermieden werden soll, muss auch dieser Prozess durch einen entsprechenden Algorithmus beschreibbar sein. Dieser Algorithmus muss folgende Umstände berücksichtigen, um allgemein gültig zu sein:

- Es können lediglich messbare Größen wie Positionen und scheinbare Helligkeiten der Objekte zu Grunde gelegt werden.
- Exakte Zahlenwerte für Aufnahmerichtung, -maßstab und Bildfeldrotation sowie für die erreichte Grenzgröße der Helligkeit sind oft unbekannt.
- Aufnahmen können unter Umständen spiegelverkehrt sein.
- Auf der Aufnahme sind i. Allg. auch Objekte vorhanden, die im Referenzsternkatalog fehlen.
- Im Referenzsternkatalog können schwache Objekte vorhanden sein, die auf der Aufnahme fehlen.

Das im Folgenden vorgestellte Verfahren basiert auf dem Algorithmus, der für *FOCAS*¹⁷ von Valdes et al. (1995) entwickelt wurde. Es stellt eine Optimierung der von Groth (1986) beschriebenen Vorgehensweise, vorrangig nach den Rechenaufwand senkenden Gesichtspunkten, dar. Die im Folgenden dargestellten Erweiterungen des Algorithmus, die aus theoretischen Überlegungen zu einem entscheidenden Ablaufparameter bzw. der Verknüpfung der Identifikation mit der im nächsten Abschnitt (2.6) gesondert dargestellten Bestimmung der Plattenkonstanten (Transformation) resultieren, machen dieses Verfahren zu einem effizienten und robusten Werkzeug.

Ganz allgemein versucht das Verfahren einen menschlichen Identifikationsprozess zu imitieren, nämlich mit den helleren Objekten einer Aufnahme geometrische Figuren (hier: Dreiecke) zu formen und diese in einer entsprechenden Karte der Referenzsterne (im Folgenden kurz: Sternkarte¹⁸) wieder zu finden. Der Natur dieser Vorgehensweise ist geschuldet, dass sie nicht für solche Kataloge anwendbar ist, die entweder hellere Objekte nicht beinhalten oder/und deren Inhalt sich nach geometrischen Gesichtspunkten bemisst. Ungeeignet sind bspw. die aus dem umfassenden *USNO-A*-Katalog extrahierten *USNO-SA*-Kataloge, die vorzugsweise Objekte mit $16\text{mag} < V < 19\text{mag}$ an vorgegebenen $1'5$ -Rasterpunkten enthalten (Monet, 1996). Dem Verfahren liegt vielmehr die Idee zu Grunde, dass, von Ausnahmen abgesehen, helle Objekte der Aufnahme auch hellen Objekten in der Sternkarte entsprechen, d.h. auch in beiden vorhanden sind. Es ist nicht erforderlich und aus rechentechnischer Sicht auch nicht ratsam, von Beginn an alle Objekte der Aufnahme bzw. der Sternkarte in die Identifikation einzubeziehen, da eine eindeutige Zuordnung von wenigen Objekten meist ausreicht, grobe Transformationsbeziehungen zwischen beiden Feldern zu bestimmen, anhand derer danach die anderen Objekte leicht zugeordnet werden können. Das impliziert eine Zweistufigkeit, die sich auch in dem verwendeten Algorithmus widerspiegelt (Abb. 2.19).

Zunächst werden die Objekte der Aufnahme, genauso wie die der Sternkarte aufgelistet, nach scheinbaren Helligkeiten sortiert und mit einer laufenden Nummer versehen (Indizierung). In beiden Listen werden dann maximal die 40 hellsten Objekte gewählt, anhand derer später die Identifikation vorgenommen werden soll. Mehr Objekte einzubeziehen bringt kaum Gewinn, jedoch steigert sich der Rechenaufwand enorm (Valdes et al., 1995). Da alle möglichen, mit diesen Objekten erstellbaren Dreiecke betrachtet werden, geht eine Erhöhung auf bspw. 50 Objekte bereits mit einer Verdoppelung des Rechenaufwandes einher, denn die Anzahl T der Dreiecke ist

$$T = N(N - 1)(N - 2)/6 \quad (2.63)$$

mit N als Anzahl der verfügbaren Eckpunkte.

¹⁷*FOCAS* = Faint-Object Classification and Analysis System

¹⁸Eine Sternkarte ist eine über Tangentialkoordinaten verebnete Darstellung eines Katalogausschnittes (vgl. Abschnitt 2.6).

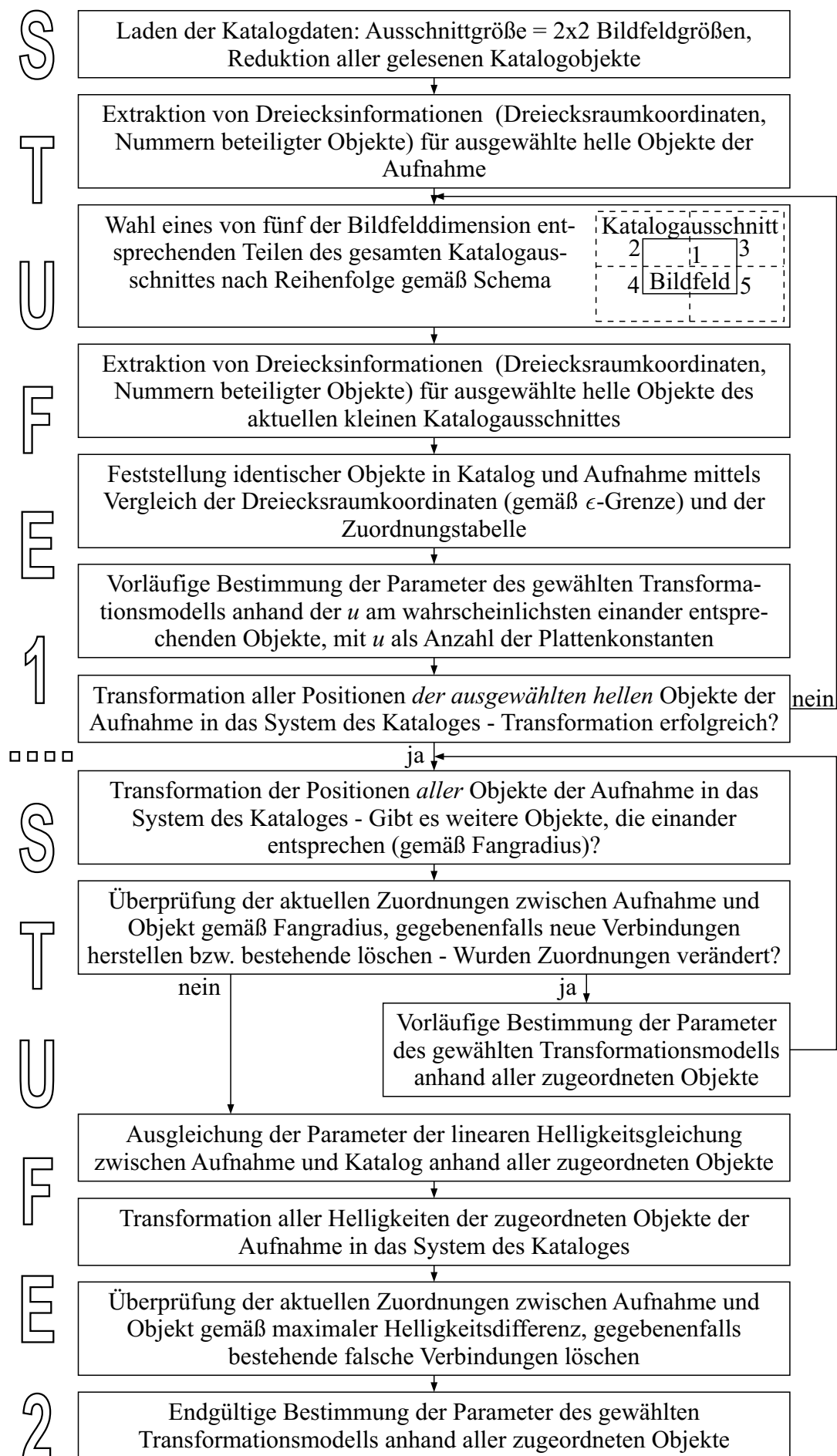


Abbildung 2.19: Identifikation von Referenzobjekten und Bestimmung der Plattenkonstanten.

Für alle Dreiecke, die sich jeweils aus den gewählten Objekten einer Liste formen lassen, werden nun deren Seitenverhältnisse berechnet und zwar derart, dass sowohl die zweitlängste Seite b , als auch die kürzeste Seite c durch die längste Seite a geteilt werden. Dadurch kann ein bestimmtes Dreieck mit nur zwei Koordinaten (x_D, y_D) , die einen sog. Dreiecksraum aufspannen, beschrieben werden mit

$$x_D = \frac{b}{a}, \quad y_D = \frac{c}{a}. \quad (2.64)$$

Ein entsprechendes Koordinatensystem wird in Valdes et al. (1995) als *triangle space* (Dreiecksraum) bezeichnet. Zusätzlich zu den Dreiecksraum-Koordinaten werden die Indizes der Eckpunkte zur Beschreibung des Dreiecks vorgehalten. Ziel ist es nun, ähnliche Dreiecke in beiden Listen zu finden, d.h. gleiche Dreiecksraum-Koordinaten, die ihrer Natur nach unabhängig von Translation, Maßstab, Rotation und Spiegelung sind. Die Idee ist, dass sich aus den (noch unbekannten) identischen Punkten beider Listen eine Vielzahl ähnlicher Dreiecke formen lässt, welche die Anzahl der zufällig ähnlichen Dreiecke bei Weitem übersteigt. Tatsächlich zeigten Untersuchungen von Groth (1986), dass selbst bei einer Übereinstimmung der Objekte beider Listen von nur 25% eine richtige Zuordnung möglich ist. Ein Merkmal des Dreiecksraumes ist, dass sehr spitzwinklige Dreiecke immer ein Verhältnis b/a nahe 1 sowie c/a nahe 0 haben. Solche Dreiecke lassen sich im Dreiecksraum nur sehr schlecht voneinander unterscheiden. Deshalb werden, analog zu Valdes et al. (1995), alle Dreiecke mit $b/a > 0.9$ aus den folgenden Betrachtungen ausgeschlossen.

Als nächstes werden die beiden Dreiecksräume nach identischen Punkten innerhalb eines Toleranzradius ϵ durchsucht. Valdes et al. (1995) verwenden dabei kommentarlos einen Wert von $\epsilon = 0.002$. Unter der Annahme, dass die Punkte des Katalog-Dreiecksraumes fehlerfrei sind, spiegelt dieser Parameter das maximal erlaubte Verhältnis aus Messgenauigkeit eines Punktes und Kantenlänge der größten Seite des Dreiecks wider, wie im Folgenden gezeigt wird.

Die Positionsunsicherheit eines Bildpunktes P sei m_P . Unter der Annahme, dass die Positionsmessung in beiden Bildkoordinatenrichtungen gleich genau arbeitet, ergibt sich für den Fehler in einer Richtung

$$m_x = m_y = \frac{m_P}{\sqrt{2}}. \quad (2.65)$$

Die Länge s einer Dreiecksseite aus zwei Punkten mit den Bildkoordinaten (x_1, y_1) und (x_2, y_2) berechnet sich zu

$$s = \sqrt{(x_1 - x_2)^2 + (y_1 - y_2)^2}. \quad (2.66)$$

Der Fehler m_s dieser Seitenlänge ist unter der Annahme gleicher Messunsicherheiten m_P für alle Punkte über das Fehlerfortpflanzungsgesetz gegeben durch

$$m_s = \sqrt{\left(\frac{\partial s}{\partial x_1}\right)^2 m_x^2 + \left(\frac{\partial s}{\partial x_2}\right)^2 m_x^2 + \left(\frac{\partial s}{\partial y_1}\right)^2 m_y^2 + \left(\frac{\partial s}{\partial y_2}\right)^2 m_y^2}. \quad (2.67)$$

Mit Gl. 2.65 lässt sich der Ausdruck für m_s vereinfachen zu

$$m_s = m_P. \quad (2.68)$$

Die aus m_s resultierenden Fehler m_{x_D} und m_{y_D} für die Koordinaten des mit Gl. 2.64 aufgespannten Dreiecksraumes werden ebenfalls über das Fehlerfortpflanzungsgesetz bestimmt, also

$$\begin{aligned} m_{x_D} &= \sqrt{\left(\frac{\partial x_D}{\partial a}\right)^2 m_s^2 + \left(\frac{\partial x_D}{\partial b}\right)^2 m_s^2} = \sqrt{\frac{b^2}{a^4} m_s^2 + \frac{1}{a^2} m_s^2} \quad \text{und} \\ m_{y_D} &= \sqrt{\left(\frac{\partial y_D}{\partial a}\right)^2 m_s^2 + \left(\frac{\partial y_D}{\partial c}\right)^2 m_s^2} = \sqrt{\frac{c^2}{a^4} m_s^2 + \frac{1}{a^2} m_s^2}. \end{aligned} \quad (2.69)$$

Der Fehler eines Punktes im Dreiecksraum m_D ist gegeben als

$$m_D = \sqrt{m_{x_D}^2 + m_{y_D}^2}. \quad (2.70)$$

Mit Gl. 2.68 und 2.69 ergibt sich

$$m_D = \sqrt{\frac{2a^2 + b^2 + c^2}{a^4}} m_P^2 \quad (2.71)$$

Die obere Grenze ϵ für m_D wird im Falle eines gleichseitigen Dreiecks, also für $a = b = c$ erreicht, so dass gilt

$$m_D < 2 \frac{m_P}{a} \equiv \epsilon. \quad (2.72)$$

Das bedeutet, je kleiner die Messunsicherheit der Dreieckspunkte ist bzw. je länger die Seiten eines Dreiecks sind, desto kleiner ist auch der Fehler im Dreiecksraum.

Um konkrete Werte für ϵ angeben zu können, ist es zunächst notwendig, eine Angabe für die maximal zu erwartende Messunsicherheit m_P zu finden. Ihr Wert sollte unter allen Umständen größer als tatsächlich auftretende Messfehler sein, um fehlerhafte Zuordnungen möglichst zu vermeiden. Bei den in der erdgebundenen Astrometrie üblicherweise verwendeten Abbildungsmaßstäben von etwa der halben Halbwertsbreite des Seeing-Scheibchens je Pixel kann davon ausgegangen werden, dass die im Subpixelbereich arbeitenden Messroutinen (vgl. Abschnitt 2.3) i. Allg. Positionsunsicherheiten liefern werden, die kleiner als der in einem Pixel abgebildete Winkel sind. Eine Annahme von

$$m_P = \frac{k_P}{f} \quad (2.73)$$

als maximale zu erwartende Messunsicherheit mit k_P als Kantenlänge eines Pixels sowie f als Brennweite des Teleskops scheint somit legitim.

Für die kleinste sinnvolle Dreiecksseitenlänge a aus Gl. 2.72, die ebenfalls zur Definition von ϵ benötigt wird, gibt es zwei Zwangsbedingungen:

1. Sie sollte kürzer als ein großer Teil aller denkbaren Seitenlängen sein, damit nicht zu viele Dreiecke aus der Betrachtung ausgeschlossen werden.
2. Sie sollte um ein Vielfaches länger als die Messunsicherheit sein, damit zufällige Zuordnungen zwischen beiden Dreiecksräumen minimiert werden.

Zum Zweck der Maximierung möglicher identischer Punkte sollte der kleinere der beiden sich aus diesen Bedingungen ableitenden Werte für ϵ verwendet werden, auch wenn dabei möglicherweise die jeweils andere Bedingung verletzt wird.

Als Abschätzung für die kleinste sinnvolle Dreiecksseitenlänge nach Bedingung (1) kann der Mittelwert aller möglichen Abstände zwischen den Eckpunkten gelten. Da eine allgemeine Ableitung des arithmetischen Mittels für eine Abschätzung zu aufwändig ist, soll stattdessen das quadratische Mittel (RMS) als Schätzwert dienen. Grundlage für die Abschätzung soll folgendes Szenario sein: Das Bildfeld einer CCD-Matrix wird in $Z_X \times Z_Y = N$ gleich große quadratische Zellen mit der Kantenlänge $g = CCD_X/Z_X = CCD_Y/Z_Y$ unterteilt, in deren Zentrum sich jeweils einer von N potentiellen Dreieckspunkten befinden soll. Die Anzahl L aller möglichen Verbindungslinien zwischen diesen Punkten ergibt sich über

$$\begin{aligned} L &= \frac{N(N-1)}{2} \\ &= \frac{Z_X Z_Y (Z_X Z_Y - 1)}{2}. \end{aligned} \quad (2.74)$$

Die Summe S aller quadrierten Seitenlängen lässt sich berechnen mit

$$\begin{aligned} S &= \frac{g^2}{2} \sum_{i=1}^{Z_X} \sum_{j=1}^{Z_Y} \sum_{k=1}^{Z_X} \sum_{l=1}^{Z_Y} ((i-k)^2 + (j-l)^2) \\ &= \frac{g^2 Z_X^2 Z_Y^2 (Z_X^2 + Z_Y^2 - 2)}{12}. \end{aligned} \quad (2.75)$$

Über Division durch L und Radizieren ergibt sich das quadratische Mittel M aller möglichen Seitenlängen zu

$$M = \sqrt{\frac{g^2 Z_X Z_Y (Z_X^2 + Z_Y^2 - 2)}{6(Z_X Z_Y - 1)}}. \quad (2.76)$$

Unter Berücksichtigung der geometrischen Beziehungen lässt sich Gl. 2.76 umformen zu

$$M = \frac{1}{\sqrt{6}} \sqrt{\frac{(CCD_X - CCD_Y)^2}{N-1} + CCD_X^2 + CCD_Y^2}. \quad (2.77)$$

Der Einfluss des ersten Terms unter der Wurzel in Gl. 2.77 ist im Verhältnis zu den anderen beiden Termen gering. Das trifft insbesondere dann zu, wenn das Seitenverhältnis CCD_X/CCD_Y , wie bei CCD-Matrizen üblich, nahe 1 liegt und die Anzahl der Dreieckspunkte groß ist. Deshalb kann Gl. 2.77 vereinfacht werden zu

$$M \approx \sqrt{\frac{CCD_X^2 + CCD_Y^2}{6}}. \quad (2.78)$$

Das quadratische Mittel aller Dreiecksseitenlängen entspricht also etwa $1/\sqrt{6} \approx 2/5$ der Bildfelddiagonale. Die Länge der kleinsten sinnvollen Dreiecksseite nach Bedingung (1) entsteht aus der Multiplikation von M mit dem Abbildungsmaßstab, d.h.

$$a = \frac{k_P}{f} \frac{2}{5} \sqrt{CCD_X^2 + CCD_Y^2}. \quad (2.79)$$

Zusammen mit Gl. 2.73 ist nach Bedingung (1) somit

$$\epsilon \leq \frac{5}{\sqrt{CCD_X^2 + CCD_Y^2}} \quad (2.80)$$

zu setzen.

Für die Berechnung der kleinsten sinnvollen Dreiecksseitenlänge nach Bedingung (2), also einem Vielfachen der Messunsicherheit, hat sich auch aufgrund eigener empirischer Untersuchungen ein Faktor von 1000 bewährt. Wird in Gl. 2.72 $a = 1000m_P$ gesetzt, so ergibt sich damit auch der bereits erwähnte, von Valdes et al. (1995) publizierte Wert von

$$\epsilon \leq 0.002. \quad (2.81)$$

Aus o.a. Gründen sollte für ϵ das Minimum aus den Gl. 2.80 und 2.81 verwendet werden, also

$$\epsilon = \min \left(\frac{5}{\sqrt{CCD_X^2 + CCD_Y^2}}; 0.002 \right). \quad (2.82)$$

Gegenüber der naheliegenden Vorgehensweise bei der Suche nach identischen Punkten in beiden Dreiecksräumen über die Differenzbildung jedes einzelnen Punktes des einen Dreiecksraumes zu jedem einzelnen in dem anderen, kann der Rechenaufwand verringert werden, indem die Punkte eines Dreiecksraumes nach einer Koordinate, z.B. x_D , sortiert werden. Dann kann für

einen beliebigen Punkt des unsortierten Dreiecksraumes schnell ein Bereich der Breite 2ϵ in der sortierten Koordinate des anderen Dreiecksraumes lokalisiert werden, in dem Kandidaten für eine Übereinstimmung vorhanden sein können. Es müssen dann lediglich noch die Differenzen der jeweils unsortierten Koordinate auf eine Einhaltung der ϵ -Grenze überprüft werden.

Um die Anzahl von Fehlzuordnungen zu verringern, wäre es möglich, weitere objektbeschreibende Parameter, wie z.B. die scheinbare Helligkeit der Objekte, direkt in den Zuordnungsprozess einzubeziehen. Allerdings ist das immer mit einer starken Erhöhung des Rechenaufwandes verbunden. Da eine Plausibilitätsprüfung der zugeordneten Objekte über einen Positions- und Helligkeitsvergleich in der zweiten Stufe des Algorithmus (Abb. 2.19) ohnehin stattfindet, kann an dieser Stelle darauf verzichtet werden. Vorläufige Fehlzuordnungen wären auch unter Hinzuziehung zusätzlicher Informationen nie ganz vermeidbar.

Nachdem ein Punktepaar in beiden Dreiecksräumen nahezu dieselben Koordinaten aufweist, ist anzunehmen, dass die Eckpunkte der ihnen zu Grunde liegenden Dreiecke einander entsprechen. Da die Indizes der Eckpunkte sowohl aus der Aufnahme als auch aus der Sternkarte mitgeführt wurden, ist bereits klar, welche drei Punkte aus beiden Listen für eine Zuordnung in Frage kommen. Es ist jedoch an dieser Stelle noch nicht zu klären, welcher Eckpunkt der Sternkarte genau welchem in der Aufnahme entspricht.

Dafür wird nun eine Zuordnungstabelle derart geschaffen, dass die Spalten den Indizes der verwendeten Objekte aus der Aufnahme und die Zeilen den Indizes der verwendeten Objekte aus der Sternkarte entsprechen. Für jede der neun möglichen Kombinationen zwischen den 2×3 Objekten wird ein Punkt vergeben und an der entsprechenden Position in der Zuordnungstabelle eingetragen. Für weitere gefundene identische Punktepaare aus den Dreiecksräumen wird genauso verfahren und der Inhalt der Zellen der Zuordnungstabelle entsprechend inkrementiert. Das führt dazu, dass am Ende des Zuordnungsprozesses in der Tabelle die Zellen die höchsten Werte besitzen, deren zugehörige Objekte am wahrscheinlichsten einander entsprechen. Die Tabelle wird nun zeilenweise nach dem Auftreten des jeweils größten Wertes durchsucht und eine vorläufige Verknüpfung der beiden zugehörigen Objekte definiert.

Die zweite Stufe des Algorithmus (Abb. 2.19) sorgt für die endgültige Objektidentifikation. Mit einem geeigneten Transformationsmodell (vgl. Abschnitt 2.6) sollen die Koordinaten der Objekte in der Aufnahme in das System der Sternkarte überführt werden. Dazu sind die Werte der Plattenkonstanten über eine Ausgleichung zu bestimmen. Wie viele zugeordnete Objekte mindestens erforderlich sind, um eine eindeutige Lösung zu erzeugen, hängt von der Anzahl der Plattenkonstanten für das verwendete Transformationsmodell ab. Da jede Koordinate eines Objektes zur Auflösung einer Systemgleichung beiträgt, sind theoretisch genau halb so viele Objekte erforderlich wie Konstanten bestimmt werden müssen. Jede weitere Objektkoordinate führt zu einer Überbestimmung, welche die ausgeglichenen Werte statistisch sicherer macht und anhand derer Unsicherheiten geschätzt werden können.

Es hat sich bewährt, zunächst genau so viele vorläufige Objektpaare für eine erste Ausgleichung auszuwählen wie Plattenkonstanten zu bestimmen sind. Dafür finden die Objektpaare mit den höchsten Zahlenwerten in der Zuordnungstabelle Verwendung. Mit der auf diese Weise festgelegten Transformationsbeziehung werden die Koordinaten aller vorläufig zugeordneten Objekte in der Aufnahme in das System der Sternkarte überführt und Differenzen (sog. Restklaffen) zu dem jeweils vermuteten zugehörigen Objekt bestimmt.

Objektpaare, deren Restklaffen unterhalb eines gewissen Niveaus liegen, werden einer erneuten Ausgleichung der Plattenkonstanten zugeführt, während bei zu großen Restklaffen ein Ausschluss aus der Ausgleichung erfolgt. Der Grenzwert für diese Entscheidung ergibt sich aus den Resten selbst nach folgendem Schema: Die quadrierten Klaffen werden sortiert, der Wert, für den 60% aller Werte kleiner sind, ermittelt, und das Doppelte der entsprechenden quadrierten Klaffe als Ausschlussgrenzwert verwendet. Dadurch wird die Wahrscheinlichkeit verringert, dass sich große Restklaffen, die bei Fehlzuordnungen durchaus auftreten können, auf die Ausschlussgrenze auswirken. Diese erste Iteration wird so lange wiederholt, bis sich

nach der Ausgleichung keine Veränderungen der Zuordnung mehr ergeben.

Als nächstes werden mit den bis hierher gewonnenen groben Näherungen für die Plattenkonstanten alle Objekte der Aufnahme, unabhängig von ihrer bisherigen Zuordnung, in das System der Sternkarte überführt, und es wird dort nach dem jeweils nächstliegenden Katalogobjekt gesucht. Befindet sich ein Katalogobjekt näher an dem transformierten Aufnahmeobjekt als das Dreifache der Messgenauigkeit, so ist eine Identität zu vermuten und eine neue vorläufige Zuordnung zwischen diesen beiden Objekten wird hergestellt.

Zur weiteren Kontrolle werden nun die scheinbaren Helligkeiten der Objekte in beiden Systemen grob miteinander verglichen. Der einfachste Weg ist ein direkter Vergleich der instrumentellen scheinbaren Helligkeit h_{Inst} aus Abschnitt 2.3.3 mit der katalogisierten. Dazu werden die beiden Parameter einer angenommenen linearen Abhängigkeit der beiden Helligkeiten per Ausgleichung der zugeordneten Objekte bestimmt und für alle Aufnahmeobjekte wiederum eine Helligkeit im System des Kataloges ermittelt. Für alle Objekte, deren Helligkeiten in beiden Systemen zu weit voneinander abweichen, werden die Zuordnungen gelöscht. Bei dieser Vorgehensweise muss allerdings die Ausschlussgrenze relativ groß gewählt werden, weil signifikante systematische Unterschiede in den Helligkeiten schon allein aufgrund chromatischer Effekte in den für Katalog und Aufnahme verwendeten Passbändern entstehen können. Mit den neuen Zuordnungen werden neue Werte für die Plattenkonstanten bestimmt und diese zweite Iteration wiederholt bis weder Zuordnungen neu gesetzt noch gelöscht werden.

Der Katalogausschnitt, der zur Generierung der Sternkarte als Grundlage des gesamten Algorithmus herangezogen wird, ist am Anfang i. Allg. nur näherungsweise bekannt. Oft existiert nur eine grobe Näherungsrichtung, die sich auf irgendeine Stelle der Aufnahme (nicht zwangsläufig das Zentrum, sondern möglicherweise auch auf den Rand) beziehen soll. Um in jedem Fall eine vollständige Zuordnung aller Objekte, die sowohl in der Aufnahme als auch im Katalog vorhanden sind, zu gewährleisten, müssen deshalb die Kantenlängen des Katalogausschnittes stets doppelt so groß wie die des Bildfeldes der Aufnahme gewählt werden.

Für die zweite Stufe des Algorithmus ist diese Vorgehensweise unschädlich und sollte dort stets eingesetzt werden. Für die erste Stufe des Algorithmus, das Finden ähnlicher Dreiecke, ergeben sich jedoch Probleme, weil dort immer nur die hellsten Sterne berücksichtigt werden, und davon statistisch gesehen nur 25% in der Aufnahme vorhanden sind.

Aufgrund dessen ist für die erste Stufe folgende Vorgehensweise empfehlenswert: Aus dem großen Katalogausschnitt fließen jeweils nur der Bildfeldgröße entsprechende Bereiche in die Sternkarte ein. Zunächst wird ein solcher Ausschnitt mit der Näherungsrichtung als Zentrum gewählt, weil diese sich auch häufig nahe dem Zentrum der Aufnahme befindet. Wird mit dem oben dargestellten Algorithmus keine sinnvolle Zuordnung gefunden, so bedeutet das, dass aufgrund einer ungünstigen Verteilung der hellen Sterne in der Aufnahme sowie einer Abweichung des Aufnahmezentrums von der Näherungsrichtung, weniger als 25%¹⁹ Übereinstimmung zwischen den gewählten Dreieckspunkten besteht. Das bedeutet jedoch im Umkehrschluss, dass 75% der hellen Objekte der Aufnahme außerhalb dieser zentralen Sternkarte liegen müssen. Nun werden nacheinander die vier möglichen Ausschnitte des großen Katalogbereiches für die Sternkarte verwendet, die jeweils die Näherungsposition in einer Ecke haben und sich deshalb lediglich ein Viertel mit der Sternkarte aus dem ersten Versuch teilen. Damit wird sichergestellt, dass sich in einem dieser vier Fälle dann mindestens die Hälfte von 75%, also 37.5% der Objekte der Sternkarte auch in der Aufnahme wiederfinden lassen.

¹⁹Wie erwähnt, werden für eine erfolgreiche Zuordnung mindestens 25% Übereinstimmung der gewählten Dreieckspunkte benötigt.

2.6 Plattenkonstanten- und Neupunktbestimmung

Bereits in Abschnitt 2.5 wurde im Zuge der Identifikation von Referenzobjekten in der CCD-Aufnahme die Bestimmung der Plattenkonstanten angesprochen. Allerdings wurde dort auf Details verzichtet, die nun konkret dargestellt werden sollen.

Als Plattenkonstanten werden die Koeffizienten der Transformationsgleichungen verstanden, die eine Überführung der gemessenen Bildkoordinaten in das System der Referenzkoordinaten zulassen. Sie werden über eine Ausgleichung mit Hilfe der in beiden Systemen bekannten Punkte (Referenzsterne) bestimmt.

Um die Transformationsbeziehungen zu vereinfachen, werden die in Sternkatalogen meist in Form von Äquatorialkoordinaten gegebenen Referenzpositionen zunächst in sog. Tangentialkoordinaten umgeformt. Ein entsprechendes Tangentialkoordinatensystem ist genau wie das Bildkoordinatensystem kartesisch, so dass eine Abbildung des einen auf das andere System dann mittels Zentralprojektion verhältnismäßig einfach ist.

2.6.1 Tangentialkoordinaten

Senkrecht zur Beobachtungsrichtung wird gedanklich eine Tangentialebene an die scheinbare Himmelskugel angelegt, die diese im Tangentialpunkt mit den Äquatorialkoordinaten (α_T, δ_T) berührt. In dieser Ebene wird, mit dem Tangentialpunkt als Ursprung, ein kartesisches Koordinatensystem, das Tangentialkoordinatensystem, festgelegt. Üblicherweise wird die X-Achse dieses Systems in Richtung der aufsteigenden Rektaszension und die Y-Achse in Richtung der aufsteigenden Deklination definiert. Die Positionen innerhalb eines solchen Systems werden dann als Standardkoordinaten (X, Y) bezeichnet. Sie sind mit den Äquatorialkoordinaten (α_R, δ_R) der Referenzsterne über

$$\begin{aligned} X &= \frac{\sin(\alpha_R - \alpha_T)}{\tan \delta_R \sin \delta_T + \cos \delta_T \cos(\alpha_R - \alpha_T)} \quad \text{bzw.} \\ Y &= \frac{\tan \delta_R \cos \delta_T - \sin \delta_T \cos(\alpha_R - \alpha_T)}{\tan \delta_R \sin \delta_T + \cos \delta_T \cos(\alpha_R - \alpha_T)} \end{aligned} \quad (2.83)$$

verknüpft, wobei diese aus den Gl. 2.62 stammen. Die Koordinaten des Tangentialpunktes sind meist aus folgenden Gründen nicht genau bekannt:

- Die Richtung der optischen Achse des Teleskops kann nicht genau genug bestimmt werden.
- Die optische Achse des Teleskops verläuft nicht durch das Zentrum, sondern durch einen nicht definierten Punkt der CCD-Matrix bzw. sogar außerhalb dieser, so dass eine direkte differentielle Bestimmung nicht möglich ist.
- Die Normale der CCD-Matrix fällt nicht mit der optischen Achse des Teleskops zusammen (Neigung der Matrix), so dass die tatsächliche Beobachtungsrichtung von der Richtung der optischen Achse abweicht.

Abhängig von dem Unterschied der tatsächlichen zu den angenommenen Koordinaten des Tangentialpunktes und vom Abstand des betrachteten Punktes vom Tangentialpunkt kann es zu signifikanten Fehlern mit sowohl linearen als auch quadratischen Termen in den Standardkoordinaten kommen. Die linearen Anteile schlagen sich vollständig in einer Veränderung des Projektionsmaßstabes nieder, während quadratische durch die Wahl geeigneter Transformationsgleichungen (siehe unten) aufgefangen werden können. Nach Schildknecht (1994) ergibt sich für ein Objekt im Abstand von 1° vom Tangentialpunkt und einen Fehler in dessen Richtung von $10'$ ein quadratischer Fehleranteil von 183mas in der Objektposition.

Nach dem Abschluss der Transformation liegen die Positionen der neuen Objekte ebenfalls in Standardkoordinaten vor. Für eine Umrechnung in Äquatorialkoordinaten ist eine Umkehrung der Gl. 2.83 erforderlich. Die Lösung des Gleichungssystems ergibt

$$\begin{aligned}\alpha_R &= \arctan\left(\frac{X}{\cos\delta_T - Y\sin\delta_T}\right) + \alpha_T \quad \text{und} \\ \delta_R &= \arctan\left(\frac{\sin\delta_T + Y\cos\delta_T}{\sqrt{X^2 + (\cos\delta_T - Y\sin\delta_T)^2}}\right).\end{aligned}\tag{2.84}$$

2.6.2 Einflüsse auf die Transformation

Die Wahl eines geeigneten Transformationsmodells ist essentiell für die Gewinnung präziser differentieller Positionen aus CCD-Aufnahmen. Abhängig von den Aufnahmeumständen muss es neben der zu realisierenden Abbildung des Bild- auf das Standardkoordinatensystem, im Folgenden auch kurz als Hauptaufgabe bezeichnet, auch in der Lage sein, über der Genauigkeitsgrenze liegende, nicht korrigierte bzw. nicht korrigierbare Fehlereinflüsse aufzufangen, was im Folgenden als Nebenaufgabe bezeichnet wird. In der Astrometrie werden dazu vorrangig Polynome verwendet, deren Koeffizienten (hier: Plattenkonstanten) nach der Art der durchzuführenden Operationen ausgewählt werden. Im Folgenden werden die wichtigsten Einflüsse auf die Transformation zusammengestellt und je auf eine Darstellung als Polynom zurückgeführt und dabei jeweils alle übrigen Effekte vernachlässigt. Später ist auf diese Weise schon allein anhand der Modellgleichungen sichtbar, welche Effekte mit den dort verwendeten Plattenkonstanten k_j ($j = 1 \dots m$) aufgefangen werden können.

Translation

Die Translation (Hauptaufgabe) beschreibt einen Versatz der Ursprünge zwischen Bild- und Standardkoordinatensystem. Er schlägt allein in den Absolutgliedern der Transformation zu Buche, d.h.

$$\begin{aligned}X &= k_1 + x \quad \text{und} \\ Y &= k_2 + y.\end{aligned}\tag{2.85}$$

Weiterhin stehen hier (X, Y) für die Standardkoordinaten, während (x, y) die gemessenen Bildkoordinaten repräsentieren.

Skalierung

Maßstabsunterschiede (Hauptaufgabe) zwischen beiden Koordinatensystemen lassen sich durch Einführung eines linearen Gliedes darstellen, also

$$\begin{aligned}X &= k_1 x \quad \text{und} \\ Y &= k_2 y.\end{aligned}\tag{2.86}$$

Sind die Maßstabsänderungen in beiden Koordinatenrichtungen gleich groß, so kann $k_1 = k_2$ gesetzt werden.

Rotation

Abb. 2.20a zeigt die Transformationsbeziehungen für eine Verdrehung (Hauptaufgabe) der Koordinatensysteme um einen Winkel ν gegeneinander. Die Standardordinate X_P ergibt sich

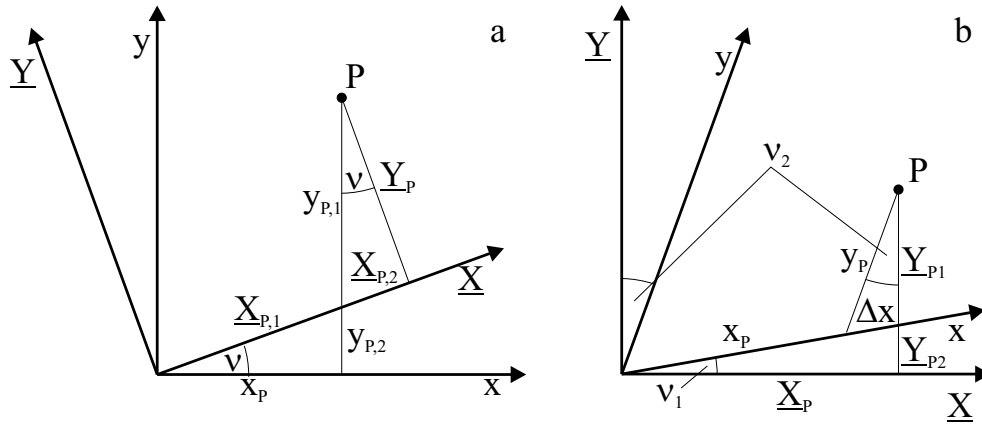


Abbildung 2.20: Rotation und Scherung. Transformationsbeziehungen zwischen Bild- und Standardkoordinatensystem für den Punkt P . Bild a: Rotation um den Winkel ν . Bild b: Bildscherung um die Winkel ν_1 und ν_2 . Zur besseren Übersicht wurden die Größen des Standardkoordinatensystems jeweils unterstrichen.

als Summe aus $X_{P,1}$ und $X_{P,2}$ zu

$$\begin{aligned} X_P &= \frac{x_P}{\cos \nu} + (y_P - x_P \tan \nu) \sin \nu \\ &= x_P \cos \nu + y_P \sin \nu. \end{aligned} \quad (2.87)$$

Für die Koordinate Y_P gilt

$$\begin{aligned} Y_P &= y_{P,1} \cos \nu \\ &= (y_P - x_P \tan \nu) \cos \nu \\ &= -x_P \sin \nu + y_P \cos \nu. \end{aligned} \quad (2.88)$$

Werden die trigonometrischen Funktionen als Polynomkoeffizienten geschrieben, so ergibt sich allgemein

$$\begin{aligned} X &= k_1 x + k_2 y \quad \text{bzw.} \\ Y &= -k_2 x + k_1 y. \end{aligned} \quad (2.89)$$

Der Vergleich mit Gl. 2.86 zeigt, dass diese Formeln zusätzlich eine mögliche Maßstabsanpassung der Bildkoordinaten implizieren.

Bildscherung

Die Koordinatenachsen im Standardkoordinatensystem sind per Definition orthogonal zueinander. Da das Bildkoordinatensystem ein technisch realisiertes System darstellt, kann dort eine strenge Orthogonalität nicht vorausgesetzt werden. Stattdessen muss mit einer Bildscherung (Hauptaufgabe) gerechnet werden. Durch die Verwendung von CCD-Matrizen anstelle von Fotoplatten entschärft sich dieses Problem jedoch wesentlich, da der Fertigungsprozess Ersterer in dieser Hinsicht kaum Toleranzen zulässt. Es gibt jedoch physikalische Effekte, welche die Positionen der Objekte einer Aufnahme derart verändern, dass es einer Bildscherung gleichkommt. Die x -Achse des Bildkoordinatensystems weiche um den Winkel ν_1 gegen die X -Achse des Standardkoordinatensystems ab (Abb. 2.20b). Weiterhin weiche die y -Achse um den Winkel ν_2 ab. Die Standardkoordinate X_P ist dann gegeben über

$$\begin{aligned} X_P &= (x_P + \Delta X) \cos \nu_1 \\ &= x_P \cos \nu_1 + y_P \sin \nu_2. \end{aligned} \quad (2.90)$$

Die Koordinate Y_P ergibt sich als Summe aus $Y_{P,1}$ und $Y_{P,2}$ zu

$$\begin{aligned} Y_P &= y_P \cos(\nu_1 + \nu_2) + x_P \sin \nu_1 + y_P \tan \nu_1 \sin \nu_2 \\ &= x_P \sin \nu_1 + y_P \cos \nu_2. \end{aligned} \quad (2.91)$$

Eine Darstellung der trigonometrischen Funktionen als Polynomkoeffizienten liefert die allgemeine Form, also

$$\begin{aligned} X &= k_1 x + k_3 y \quad \text{und} \\ Y &= k_2 x + k_4 y. \end{aligned} \quad (2.92)$$

Angemerkt sei, dass diese Formeln auch eine Drehung des Koordinatensystems (Gl. 2.89), sowie zwei verschiedene Maßstäbe in beiden Bildkoordinatenrichtungen (Gl. 2.86) implizieren.

Bildneigung

Die genaue Beobachtungsrichtung, d.h. die Lage des Tangentialpunktes, ist aus oben genannten Gründen meist nur näherungsweise bekannt. Die Verwendung eines angenommenen Tangentialpunktes anstelle des wirklichen hat dieselben Auswirkungen auf die berechneten Standardkoordinaten, als wäre die Bildebene leicht gegen die Beobachtungsrichtung geneigt. Allgemein wird dieser Effekt daher als Bildneigung (Hauptaufgabe) bezeichnet.

Die Auswirkungen eines kleinen Fehlers in den Koordinaten des Tangentialpunktes ergeben sich über die Ableitung der Gl. 2.83 nach den α_T und δ_T , also

$$\begin{aligned} dX &= \frac{\partial X}{\partial \alpha_T} d\alpha_T + \frac{\partial X}{\partial \delta_T} d\delta_T \\ &= -\cos \delta_T d\alpha_T + \sin \delta_T d\alpha_T Y - \cos \delta_T d\alpha_T X^2 - d\delta_T XY \quad \text{bzw.} \\ dY &= \frac{\partial Y}{\partial \alpha_T} d\alpha_T + \frac{\partial Y}{\partial \delta_T} d\delta_T \\ &= -d\delta_T - \sin \delta_T d\alpha_T X - \cos \delta_T d\alpha_T XY - d\delta_T Y^2. \end{aligned} \quad (2.93)$$

Über Substitution der konstanten Ausdrücke durch h_1 bis h_3 lassen sich diese Gleichungen vereinfacht darstellen als

$$\begin{aligned} dX &= h_1 + h_3 Y + h_2 XY + h_1 X^2 \quad \text{und} \\ dY &= h_2 - h_3 X + h_1 XY + h_2 Y^2. \end{aligned} \quad (2.94)$$

Die Berechnung der Änderung der Standardkoordinaten aufgrund der Bildneigung erfordert demnach ein iteratives Vorgehen. Da dieser Effekt für CCD-Aufnahmen normalerweise sehr klein ist, genügt ein Iterationsschritt. Damit lässt sich die vollständige Berechnung der Standardkoordinaten inklusive der Bildneigung in einem Schritt vollziehen. Wenn $P_x(x, y)$ und $P_y(x, y)$ jeweils Polynome zur Berechnung der Standardkoordinaten aus den Bildkoordinaten unter Vernachlässigung der Bildneigung darstellen, so wird der Effekt der Bildneigung über

$$\begin{aligned} X &= P_x(x, y) - dX \\ &= P_x(x, y) - h_1 - h_3 P_y(x, y) - h_2 P_x(x, y) P_y(x, y) - h_1 P_x(x, y)^2 \quad \text{bzw.} \\ Y &= P_y(x, y) - dY \\ &= P_y(x, y) - h_2 + h_3 P_x(x, y) - h_1 P_x(x, y) P_y(x, y) - h_2 P_y(x, y)^2 \end{aligned} \quad (2.95)$$

berücksichtigt. Wären alle bisher erwähnten Effekte, wie Translation etc. nicht vorhanden, dann würde gelten $P_x(x, y) = x$ und $P_y(x, y) = y$. Eine dem reinen Effekt der Bildneigung genügende

Transformation ließe sich dann unter Verwendung der üblichen Notation der Plattenkonstanten realisieren als

$$\begin{aligned} X &= -k_1 + x - k_3y - k_2xy - k_1x^2 \quad \text{und} \\ Y &= -k_2 + y + k_3x - k_1xy - k_2y^2. \end{aligned} \quad (2.96)$$

Die Konstante k_3 wirkt dabei als geringe Rotation. Die quadratischen Terme werden als Neigungsterme bezeichnet.

Abbildungsfehler

Technisch realisierte optische Systeme sind nie perfekt. Eine Reihe von Abbildungsfehlern (Verzeichnung, sphärische Aberration, Astigmatismus etc.) können die gemessenen Positionen der Objekte beeinflussen. Die Korrektur einiger Effekte kann durch die Wahl eines geeigneten Transformationspolynoms erfolgen (Nebenaufgabe). Für die radiale Komponente der Verzeichnung, der ortsabhängigen Variation des Abbildungsmaßstabs, sind bspw. die Änderungen der Bildpositionen nach Seeber (1989) gegeben durch

$$\begin{aligned} dx &= x(K_0 + K_1r^2 + K_2r^4 + K_3r^6) \quad \text{und} \\ dy &= y(K_0 + K_1r^2 + K_2r^4 + K_3r^6). \end{aligned} \quad (2.97)$$

Die Konstanten K_0 bis K_3 werden als Verzeichnungskoeffizienten bezeichnet, während r den Abstand des Bildpunktes von der optischen Achse (Zentrum der Bildebene) wiedergibt. Nach Laux (1999) sollten Systeme, deren Verzeichnung signifikante Koeffizienten größer als Ordnung r^2 enthält, nicht für astrometrische Zwecke eingesetzt werden. Deshalb werden Glieder höherer Ordnung im Folgenden vernachlässigt. Weiterhin wird

$$r = \sqrt{(x - x_0)^2 + (y - y_0)^2} \quad (2.98)$$

mit x_0 und y_0 als unbekannten Bildkoordinaten des Zentrums der Bildebene gesetzt. Werden alle vorher behandelten Einflüsse ignoriert, so gilt $X = x - dx$, $Y = y - dy$ und es ergeben sich für die radiale Verzeichnung Polynome der Form

$$\begin{aligned} X &= k_1x + k_2xy + k_4xy^2 + k_5x^2 + k_4x^3 \quad \text{und} \\ Y &= k_1y + k_3xy + k_4x^2y + k_6y^2 + k_4y^3. \end{aligned} \quad (2.99)$$

Dieses Gleichungssystem wäre im Stande, Verzeichnungen der Ordnung r^2 gemäß der eingangs gestellten Forderung von Laux (1999) aufzufangen. Für den Einsatz in der Astrometrie sind allerdings prinzipiell Systeme erstrebenswert, deren genutzter Bereich der Bildebene im Sinne der Messgenauigkeit frei von Abbildungsfehlern ist. Für die aktuellen monolithisch realisierten CCD-Matrix-Dimensionen im Bereich von einigen Zentimetern ist diese Forderung heute durchaus erfüllbar. In solchen Fällen sind Transformationsansätze nach Gl. 2.99 nicht ratsam, weil die Anzahl der zu schätzenden Parameter unnötig erhöht wird, d.h. mehr Referenzsterne zur Lösung erforderlich sind.

Refraktionsreste

Es kann vorkommen, dass aufgrund unzureichender Informationen zu den atmosphärischen Bedingungen während der Gewinnung der CCD-Aufnahme die Korrektur der Refraktionseffekte nach Abschnitt 2.4.2 nicht oder nur näherungsweise durchgeführt werden kann. In diesem Fall ist es möglich, mit geeigneten Transformationspolynomen gewisse Resteinflüsse der Refraktion aufzufangen (Nebenaufgabe). Betont sei, dass auf diese Weise lediglich monochromatische Effekte der Refraktion berücksichtigt werden können. Positionseinflüsse, die auf der unterschiedlichen Lichtfarbe der Objekte beruhen, können mit dieser Methode prinzipiell nicht beseitigt werden.

Schildknecht (1994) bestimmte den Einfluss des ersten Terms von Gl. 2.46 auf die Tangentialkoordinaten mit

$$\begin{aligned} dX &= -h[X_Z - (1 + X_Z^2)X - X_Z Y_Z Y \\ &\quad + X_Z(2 + X_Z^2)X^2 + Y_Z(1 + 2X_Z^2)XY + X_Z(1 + Y_Z^2)Y^2] \text{ und,} \\ dY &= -h[Y_Z - X_Z Y_Z X - (1 + Y_Z^2)Y \\ &\quad + Y_Z(1 + X_Z^2)X^2 + X_Z(1 + 2Y_Z^2)XY + Y_Z(2 + Y_Z^2)Y^2], \end{aligned} \quad (2.100)$$

wobei h alle konstanten Anteile des ersten Terms aus Gl. 2.46 substituiert. Außerdem sind (X_Z, Y_Z) die für eine Aufnahme ebenfalls konstanten formalen Standardkoordinaten des Zenits. Wie bei der Bildneigung sind auch diese Korrekturen der Standardkoordinaten streng nur durch Iteration bestimmbar. Mit einer vergleichbaren Vorgehensweise über nur einen Iterationsschritt und unter Vernachlässigung aller bisherigen Effekte kann auch für die Refraktionsreste ein Polynomausdruck angegeben werden, und zwar

$$\begin{aligned} X &= k_1 + k_3x + k_4y + k_6x^2 + k_8xy + k_{10}y^2 \text{ und} \\ Y &= k_2 + k_4x + k_5y + k_7x^2 + k_9xy + k_{11}y^2. \end{aligned} \quad (2.101)$$

Anteile der begrenzten Ladungstransfereffizienz des CCDs

Der helligkeitsunabhängige Anteil in der Veränderung der Objektpositionen aufgrund der begrenzten Ladungstransfereffizienz des CCDs äußert sich in einer Veränderung der Maßstäbe in beiden Bildkoordinatenrichtungen (vgl. Abschnitt 2.1). Da die Änderungen durchaus unsymmetrisch sein können, müssen zur Berücksichtigung dieses Effektes in der Transformation (Nebenaufgabe) zwei verschiedene Maßstäbe verwendet werden. Der entstehende Polynomausdruck ist identisch zu Gl. 2.86.

2.6.3 Transformationsmodelle

Die Umstände der Gewinnung der CCD-Aufnahme definieren das Ausmaß der im vorangegangenen Abschnitt beschriebenen Einflüsse auf die Transformation. In Abhängigkeit davon muss ein geeignetes Transformationsmodell gewählt werden, das möglichst entsprechende Korrekturterme enthält. Im Folgenden werden kurz fünf Modelle vorgestellt. Ihre Eigenschaften sind in Tab. 2.2 zusammengefasst. Der linke Teil dieser Tabelle gibt wieder, wieviele Plattenkonstanten in den jeweiligen Gleichungen vorkommen und welche Transformationen mit ihnen erledigt werden können. Der rechte Teil gibt einen Überblick über die Korrektur der verschiedenen im vorangegangenen Abschnitt behandelten physikalischen (Rest-)Einflüsse auf die Positionen der Objekte im Rahmen der dort untersuchten Genauigkeiten. Angaben in Klammern bedeuten, dass diese Einflüsse mit den Plattenkonstanten der jeweiligen Transformation nur teilweise korrigiert werden können. Abschnitt 4.1.4 zeigt die Ergebnisse des Einsatzes der hier beschriebenen Transformationsmodelle anhand zweier Testdatensätze.

Prinzipiell gilt der Grundsatz, dass unter Verwendung von mehr Plattenkonstanten auch mehr Effekte erfasst werden können. Die Anzahl der Plattenkonstanten wird jedoch durch die Anzahl verfügbarer Referenzobjekte limitiert. In jedem Fall sollte eine möglichst große Überbestimmung des Systems angestrebt werden. Für eine eindeutige Bestimmung von m Plattenkonstanten sind $m/2$ Referenzobjekte erforderlich, da aus den Koordinaten eines Objektes (α, δ) jeweils zwei Systemgleichungen für die Standardkoordinaten (X, Y) hervorgehen. Für eine Überbestimmung sollte demnach die Anzahl der Referenzobjekte möglichst groß gegen $m/2$ sein.

Die Auswahl eines geeigneten Transformationsmodells stellt also einen Kompromiss dar, bei dem einerseits möglichst alle systematisch auf die Position wirkenden Effekte aufgefangen

Tabelle 2.2: Eigenschaften der Transformationsmodelle. Das „X“ bedeutet, dass der betreffende Effekt entsprechend den angegebenen Formeln vollständig erfasst wird. Dagegen wird für „(X)“ der Effekt nur teilweise und für „–“ überhaupt nicht durch das Modell erfasst. Die erste Gruppierung umfasst die Effekte, die im Text als Hauptaufgabe bezeichnet werden, während die zweite die Nebenaufgaben umfasst.

Transformationsmodell	Parameteranzahl	Translation X, Y	Skalierung X=Y	Skalierung X	Skalierung Y	Rotation	Scherung	Neigung	Verzeichnung	Refraktion	CTE
Helmert	4	X	X	–	–	X	–	–	–	–	–
Affin	6	X	–	X	X	X	X	–	–	–	X
Bilinear	8	X	–	X	X	X	X	(X)	–	(X)	X
8-Parameter	8	X	–	X	X	X	X	X	–	(X)	X
12-Parameter	12	X	–	X	X	X	X	X	(X)	X	X

werden sollen. Das würde die Einbeziehung von mehr Plattenkonstanten erfordern. Andererseits muss die Überbestimmung des Systems gewahrt werden, um nicht zufälligen Einflüssen zu viel Gewicht bei der Bestimmung der Plattenkonstanten zu geben. Dieser Umstand spricht gegen die Erhöhung der Anzahl der Plattenkonstanten.

Helmerttransformation

$$\begin{aligned} X &= k_1 + k_3x + k_4y \\ Y &= k_2 + k_4x - k_3y \end{aligned} \quad (2.102)$$

Mit der Helmerttransformation kann auf einfachste Weise eine Transformation zwischen zwei Koordinatensystemen vorgenommen werden. Weil mit ihr lediglich eine Ursprungsverschiebung, eine Rotation sowie eine Maßstabsänderung erreicht werden können, muss vorausgesetzt werden, dass die relative Lage der Punkte zueinander im Rahmen der Messgenauigkeit identisch ist. Für kleinste CCD-Bildfelder von wenigen Bogenminuten ist diese Annahme gerechtfertigt, weil dort kaum differentielle Einflüsse wirken. Allerdings müssen die Ebene der CCD-Matrix sorgfältig orthogonal zur optischen Achse des Teleskops ausgerichtet und der Tangentialpunkt (Aufnahmerichtung) möglichst genau bekannt sein, damit keine Neigungseffekte wirksam werden.

Affintransformation

$$\begin{aligned} X &= k_1 + k_3x + k_5y \\ Y &= k_2 + k_4x + k_6y \end{aligned} \quad (2.103)$$

Diese Transformation eignet sich für CCD-Aufnahmen mit kleinen und mittleren Bildfeldern bis etwa 1° , falls die Refraktionseinflüsse durch eine entsprechende Korrektur vorher eliminiert werden konnten. Auch hier gelten jedoch die für die Helmerttransformation getroffenen Aussagen hinsichtlich der Bildneigung.

Gelegentlich kann es vorkommen, dass auf einer CCD-Aufnahme nur sehr wenig Referenzobjekte (< 10) zur Verfügung stehen. In einem solchen Fall stellt die Affintransformation meist die beste Möglichkeit dar, überhaupt eine vernünftige Lösung zu finden, weil die Anzahl der zu bestimmenden Plattenkonstanten gering ist.

In der Literatur wird die Affintransformation auch als lineare bzw. Transformation erster Ordnung bezeichnet.

Bilineartransformation

$$\begin{aligned} X &= k_1 + k_3x + k_5y + k_7xy \\ Y &= k_2 + k_4x + k_6y + k_8xy \end{aligned} \quad (2.104)$$

Rein geometrisch betrachtet vollzieht die Bilineartransformation eine Abbildung einer rechteckigen auf eine viereckige Ebene. Hypothetische horizontale und vertikale Linien im Bildkoordinatensystem würden im Standardkoordinatensystem ebenfalls als Linien abgebildet. Schräge Linien ergäben hingegen quadratische Kurven. Die Bilineartransformation sorgt für die Erhaltung gleicher Punktabstände entlang horizontaler und vertikaler Linien. Damit kann sie lineare Maßstabsvariationen in den beiden Bildkoordinatenrichtungen auffangen.

Ebenso wie die Affintransformation eignet sich die Bilineartransformation für kleine und mittlere Bildfelder, wobei der Einfluss einer Bildneigung (bzw. Unsicherheiten bei der Bestimmung des Tangentialpunktes) teilweise erfasst wird.

8-Parameter-Transformation

$$\begin{aligned} X &= k_1 + k_3x + k_5y + k_7xy + k_8x^2 \\ Y &= k_2 + k_4x + k_6y + k_8xy + k_7y^2 \end{aligned} \quad (2.105)$$

Eine vollständige Korrektur der Bildneigung wird mit der 8-Parameter-Transformation erreicht. Auch sie ist für kleine und mittlere Bildfelder geeignet.

12-Parameter-Transformation

$$\begin{aligned} X &= k_1 + k_3x + k_5y + k_7xy + k_9x^2 + k_{11}y^2 \\ Y &= k_2 + k_4x + k_6y + k_8xy + k_{10}x^2 + k_{12}y^2 \end{aligned} \quad (2.106)$$

Wegen der großen Anzahl zu bestimmender Plattenkonstanten und der deshalb für eine hohe Überbestimmung nötigen Vielzahl an Referenzobjekten eignet sich die 12-Parameter-Transformation nur für sehr große Bildfelder. Allerdings ist sie in der Lage, die Bildneigung ebenso wie quadratische Einflüsse der Refraktion zu eliminieren. Überdies kann diese Transformation auch Effekte reduzieren, die auf der Unvollkommenheit des optischen Systems beruhen.

Die 12-Parameter-Transformation wird auch als quadratische bzw. Transformation 2. Ordnung bezeichnet.

2.6.4 Bestimmung der Plattenkonstanten

Bei der Bildpositionsmessung werden die Koordinaten der Objekte mit Bezug auf den Ursprung des Bildkoordinatensystems bestimmt. Dieser Ursprung liegt in einer Ecke der Aufnahme. Im Allgemeinen beziehen sich die Koordinaten des Tangentialpunktes jedoch näherungsweise auf das Zentrum der Aufnahme. Um einer durch diesen Umstand künstlich bewirkten Bildneigung entgegenzuwirken, sind die Bildkoordinaten während der Bestimmung der Plattenkonstanten und der Ableitung der Neupunktposition ebenfalls auf den Bildmittelpunkt zu beziehen. Wenn (\tilde{x}, \tilde{y}) die gemessenen Bildkoordinaten eines Objektes symbolisieren und die Größe der CCD-Matrix in beiden Dimensionen gegeben ist durch (CCD_X, CCD_Y) , dann lassen sich die auf das Zentrum bezogenen Bildkoordinaten (x, y) mit

$$\begin{aligned} x &= \tilde{x} - \frac{CCD_X}{2} \\ y &= \tilde{y} - \frac{CCD_Y}{2} \end{aligned} \quad (2.107)$$

berechnen.

Der im Folgenden vorgestellte Algorithmus ist Bestandteil des in Abschnitt 2.5 beschriebenen iterativen Identifikationsprozesses der Referenzobjekte (vgl. Abb. 2.19). Sind die Identitäten zwischen einigen Sternen der Aufnahme und des Kataloges über den Dreiecksraum festgestellt worden, so erfolgt anhand dieser nun die Bestimmung der Plattenkonstanten des gewählten Transformationsmodells. Sollten sich bei der anschließenden Transformation aller Objekte der Aufnahme in das System des Kataloges grobe Koordinatenabweichungen der Referenzobjekte ergeben, so liegen Fehlidentifikationen vor und der gesamte Prozess muss mit geänderten Parametern, d.h. anderen Katalogsternen, von vorn beginnen.

Die Bestimmung der Plattenkonstanten erfolgt nach der Methode der kleinsten Quadrate. Zunächst wird die Koeffizientenmatrix A bestimmt. Sie setzt sich aus den Ableitungen der Beobachtungsgleichungen, hier den Gleichungen des gewählten Transformationsmodells (Gl. 2.102 bis 2.106) X_i und Y_i ($i = 1 \dots n$), für alle n Referenzsterne nach den Plattenkonstanten k_j ($j = 1 \dots m$) wie folgt zusammen:

$$A = \begin{bmatrix} \partial X_1 / \partial k_1 & \partial X_1 / \partial k_2 & \dots & \partial X_1 / \partial k_m \\ \partial X_2 / \partial k_1 & \partial X_2 / \partial k_2 & \dots & \partial X_2 / \partial k_m \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ \partial X_n / \partial k_1 & \partial X_n / \partial k_2 & \dots & \partial X_n / \partial k_m \\ \partial Y_1 / \partial k_1 & \partial Y_1 / \partial k_2 & \dots & \partial Y_1 / \partial k_m \\ \partial Y_2 / \partial k_1 & \partial Y_2 / \partial k_2 & \dots & \partial Y_2 / \partial k_m \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ \partial Y_n / \partial k_1 & \partial Y_n / \partial k_2 & \dots & \partial Y_n / \partial k_m \end{bmatrix}. \quad (2.108)$$

Der Beobachtungsvektor \tilde{Y} enthält die berechneten Standardkoordinaten der Referenzsterne

$$\tilde{Y} = [X_1 \ X_2 \ \dots \ X_n \ Y_1 \ Y_2 \ \dots \ Y_n]^T, \quad (2.109)$$

während der Parametervektor β die Plattenkonstanten beinhaltet, also

$$\beta = [k_1 \ k_2 \ \dots \ k_m]^T. \quad (2.110)$$

Die Berechnung von β stellt das Ziel der Ausgleichung dar. Mit Hilfe der Gewichtsmatrix P

(Diagonalmatrix)

$$P = \begin{bmatrix} p_1 & 0 & \dots & 0 & 0 & 0 & \dots & 0 \\ 0 & p_2 & \dots & 0 & 0 & 0 & \dots & 0 \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots & \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ 0 & 0 & \dots & p_n & 0 & 0 & \dots & 0 \\ 0 & 0 & \dots & 0 & p_1 & 0 & \dots & 0 \\ 0 & 0 & \dots & 0 & 0 & p_2 & \dots & 0 \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots & \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ 0 & 0 & \dots & 0 & 0 & 0 & \dots & p_n \end{bmatrix} \quad (2.111)$$

können den Beobachtungen unterschiedliche Wertigkeiten p_i zugeordnet werden, die sich im konkreten Fall als Reziprokwert der Genauigkeit der Bildpositionsmessung σ_{xy} aus Gl. 2.24 oder der Genauigkeitsangabe des Referenzsternkataloges oder einer Kombination aus beiden definieren lassen. Die Residuen ergeben sich aus

$$e = A\beta - Y. \quad (2.112)$$

Das Ziel der Ausgleichung besteht in der Minimierung der quadratischen Summe der gewichteten Residuen ($e^T P e \rightarrow \text{Minimum}$). Dazu wird die Gaußsche Transformierte N bestimmt mit

$$N = A^T P A. \quad (2.113)$$

Die gesuchten Plattenkonstanten erfüllen die Gleichung

$$N\beta = A^T P Y \quad (2.114)$$

und lassen sich mit Hilfe der Inversen $N^{-1} = Q$ direkt bestimmen über

$$\beta = Q A^T P Y. \quad (2.115)$$

2.6.5 Transformation des Neupunktes

Mit den Bildkoordinaten des Neupunktes und den jetzt bekannten Plattenkonstanten lassen sich über die gewählten Modellgleichungen (Gl. 2.102 bis 2.106) dessen Tangentialkoordinaten berechnen und mit Gl. 2.84 in Äquatorialkoordinaten konvertieren.

2.6.6 Fehlerrechnung

Die mittleren Fehler (m_α, m_δ) in den Koordinaten des Neupunktes werden mittels Fehlerfortpflanzungsgesetz über den funktionellen Zusammenhang zwischen Äquatorialkoordinaten und Plattenkonstanten gefunden. Dazu müssen die gewählten Modellgleichungen (Gl. 2.102 bis 2.106) in Gl. 2.84 eingesetzt und die Matrix F der Ableitungen dieser Funktionen nach den Plattenkonstanten bestimmt werden. Diese Matrix besitzt folgendes Format:

$$F = \begin{bmatrix} \partial\alpha_R/\partial k_1 & \partial\delta_R/\partial k_1 \\ \partial\alpha_R/\partial k_2 & \partial\delta_R/\partial k_2 \\ \vdots & \vdots \\ \partial\alpha_R/\partial k_m & \partial\delta_R/\partial k_m \end{bmatrix}. \quad (2.116)$$

Durch Multiplikation von Q mit dem mittleren Gewichtseinheitsfehler m_0 entsteht die Kovarianzmatrix C_P der Plattenkonstanten, also

$$C_P = m_0^2 Q. \quad (2.117)$$

Der mittlere Gewichtseinheitsfehler leitet sich über

$$m_0 = \sqrt{\frac{e^T P e}{n - m}} \quad (2.118)$$

aus den Verbesserungen der Standardkoordinaten ab. Die Kovarianzmatrix C_K der Äquatorialkoordinaten wird nun über

$$C_K = F^T C_P F \quad (2.119)$$

ermittelt. Auf der Hauptdiagonalen von C_K finden sich nun die Varianzen $c_{K1,1}$ und $c_{K2,2}$ der Äquatorialkoordinaten des Neupunktes, die über Radizieren in mittlere Fehler umgeformt werden können:

$$\begin{aligned} m_\alpha &= \sqrt{c_{K1,1}} \quad \text{und} \\ m_\delta &= \sqrt{c_{K2,2}}. \end{aligned} \quad (2.120)$$

2.7 Reduktion der Neupunktkoordinaten

Die in Abschnitt 2.6 mit Gl. 2.84 gewonnenen Koordinaten des Neupunktes (α_R, δ_R) haben dasselbe Bezugssystem wie die zur Bestimmung der Plattenkonstanten verwendeten Referenzsterne. Das heißt, es sind scheinbare, topozentrische, von der Refraktion beeinflusste Koordinaten. Um sie in mittlere Örter eines bestimmten Referenzäquinoktiums umzuformen, sind also zunächst die Refraktionseinflüsse auf den Neupunkt zu berücksichtigen und danach die Reduktionen aus Abschnitt 2.4.1 zu invertieren und in umgekehrter Reihenfolge anzubringen. Für die folgende Beschreibung des Algorithmus gelten die Variablen von Tab. 2.1 weiter. Allerdings tritt an die Stelle des Index „S“ für Stern nun der Index „N“ für Neupunkt.

2.7.1 Berücksichtigung der Refraktion

Die Korrektur des Refraktionseinflusses auf die Neupunktkoordinaten stellt ein großes Problem dar. Wie bereits in Abschnitt 2.4.2 ausgeführt wurde, ist insbesondere der von der Lichtwellenlänge abhängige Anteil von Interesse, d.h. $S(\lambda)$ in Gl. 2.53. Doch anders als bei den Referenzobjekten, deren relevante Daten mitunter entsprechenden Katalogen entnommen werden können, stehen hier i. Allg. keine geeigneten Informationen zur Verfügung.

Für Asteroiden, welche die hauptsächlichen Zielobjekte im Rahmen dieser Arbeit sind, stellt sich die Situation folgendermaßen dar: Asteroiden reflektieren das Licht der Sonne, deren spektrale Charakteristika bekannt sind. Allerdings ist das Reflexionsvermögen des Asteroiden in verschiedenen Lichtwellenlängen von dessen Oberflächenbeschaffenheit abhängig. Diese wiederum hängt hauptsächlich von der mineralogischen Beschaffenheit des Asteroiden ab. Zur Unterscheidung der Asteroiden nach mineralogischen Gesichtspunkten wurden von Chapman et al. (1975) die drei taxonomischen Klassen C (für Kohlenstoff), S (für Silikat) und M (für Metall) eingeführt. Mittlerweile wurden 12 weitere Klassen hinzugefügt (G, B, F, E, P, D, R, Q, V, A, T und X) und sogar Unterklassen eingeführt. Es existiert eine Reihe von taxonomischen Modellen, die jeweils nur einen Teil der Klassen verwenden, von denen keines jedoch bisher als Standard etabliert ist. Die Hauptzuordnungsmerkmale zu den verschiedenen Klassen sind fotometrische und spektrale Eigenschaften des reflektierten Lichtes. Daraus resultiert, dass keine Garantie dafür gegeben werden kann, dass Asteroiden einer Klasse auch tatsächlich dieselben mineralogischen Eigenschaften besitzen. Unabhängig davon wäre für die Abschätzung von Farbrefraktionseinflüssen eine Kenntnis der Klasse und der mit ihr verbundenen spektralen Eigenschaften hilfreich. Bislang sind jedoch nur wenige tausend Asteroiden klassifiziert, ganz zu schweigen von eventuell neu entdeckten, die in den meisten Fällen die Ziele für Follow-up-Beobachtungen darstellen. Neben den Unterschieden in der Oberflächenbeschaffenheit verschiedener Asteroiden

muss auch in Betracht gezogen werden, dass es auf der Oberfläche eines Asteroiden Bereiche mit unterschiedlichen Eigenschaften geben kann. Durch die Rotation des Asteroiden können dem Beobachter in diesem Fall verschiedenartig reflektierende Bereiche zugewandt sein. Beispielsweise beobachteten Blanco & Riccioli (1999) Schwankungen des Farbindex ($B - V$) von 0.2mag.

Aus den geschilderten Umständen ergibt sich, dass für Neupunkte lediglich eine einheitliche Behandlung der Farbrefraktion erfolgen kann, bei der individuelle spektrale Eigenschaften nicht berücksichtigt werden können, auch wenn damit systematische Verluste in der astrometrischen Genauigkeit in Kauf genommen werden müssen.

Um den Einfluss der Farbrefraktion auf Asteroidenpositionen abschätzen zu können, wurden für die spektralen Charakteristika von 10 verschiedenen taxonomischen Klassen der *ECAS*²⁰ (Zellner et al., 1985) und ein hypothetisches Beobachtungsinstrument Refraktionswerte berechnet (Abb. 2.21). Außerdem wurde die Refraktion für ein mittleres Spektrum (Kurve 1) sowie ganz ohne spektrale Informationen (Kurve 2), also mit $S(\lambda) \equiv 1$, bestimmt.

Für die angenommenen Beobachtungsbedingungen ergibt sich unter einer Zenitdistanz von $z = 65^\circ$ ein maximaler Refraktionsunterschied zwischen den einzelnen Asteroidenklassen von rund 80mas. Die Refraktion für die mittlere spektrale Charakteristik liegt etwa auf dem mittleren Niveau der Einzelwerte, so dass unabhängig davon, welcher Klasse der Neupunkt angehören würde, der maximale systematische Fehler aufgrund der Farbrefraktion hier etwa 40mas betragen würde. Bei Vernachlässigung der spektralen Informationen kann der Fehler in Abhängigkeit von der Klasse geringer ausfallen, aber auch bis zu etwa 70mas anwachsen. Deshalb ist der ersten Variante, d.h. unter Verwendung von Kurve 1, der Vorzug zu gewähren. Selbst wenn die Häufigkeitsverteilung der Asteroiden auf die einzelnen Klassen bekannt wäre, und damit eine entsprechende Gewichtung bei der Mittelung der spektralen Charakteristika vorgenommen werden könnte, ist im Interesse des Einzelfalles auf diese statistische Vorgehensweise besser zu verzichten.

Da Asteroiden das Licht der Sonne reflektieren, wurde auch die Nutzung der spektralen Eigenschaften der Sonne (Spektraltyp G2V) zur Berechnung der Farbrefraktion eines Asteroiden in Betracht gezogen. Unter den gleichen atmosphärischen Bedingungen wie für die Spektren der Asteroiden sowie für dieselbe Zenitdistanz wurde auch mit der spektralen Energieverteilung der Sonne ein Refraktionswert bestimmt, der jedoch um mehr als 180mas vom mittleren Niveau der Asteroiden abweicht. Aus diesem Grund wurden die Resultate dieser Berechnungen nicht in Abb. 2.21 aufgenommen.

Unter Verwendung der mittleren spektralen Charakteristik der Asteroidenklassen als $S(\lambda)$ in Gl. 2.53 kann nun der mittlere Refraktionseinfluss R_M auf den Neupunkt näherungsweise bestimmt werden. Bezüglich der Durchlasscharakteristik interstellarer Materie gilt für Objekte des Sonnensystems dabei generell $E(\lambda) \equiv 1$.

Wird in den Gl. 2.59 bis 2.61 jeweils α_{app} durch α_R und δ_{app} durch δ_R ersetzt, so ergeben sich der Stundenwinkel HA , die Zenitdistanz z und der parallaktische Winkel Ψ für die von der Refraktion beeinflusste Position. Die Werte für α_R und δ_R sind dabei die direkt aus der Transformation mit den Gl. 2.84 gewonnenen. Durch Modifikation der Gl. 2.62 kann nun der Refraktionseinfluss mittels

$$\begin{aligned} \delta_{app} &= \arcsin(\sin \delta_R \cos R_M - \cos \delta_R \sin R_M \cos \Psi) \quad \text{bzw.} \\ \alpha_{app} &= \alpha_R + \arccos \left(\frac{\cos R_M \cos \delta_R + \sin R_M \sin \delta_R \cos \Psi}{\cos \delta_{app}} \right). \end{aligned} \quad (2.121)$$

eliminiert werden.

²⁰ *ECAS* = Eight-Color Asteroid Survey

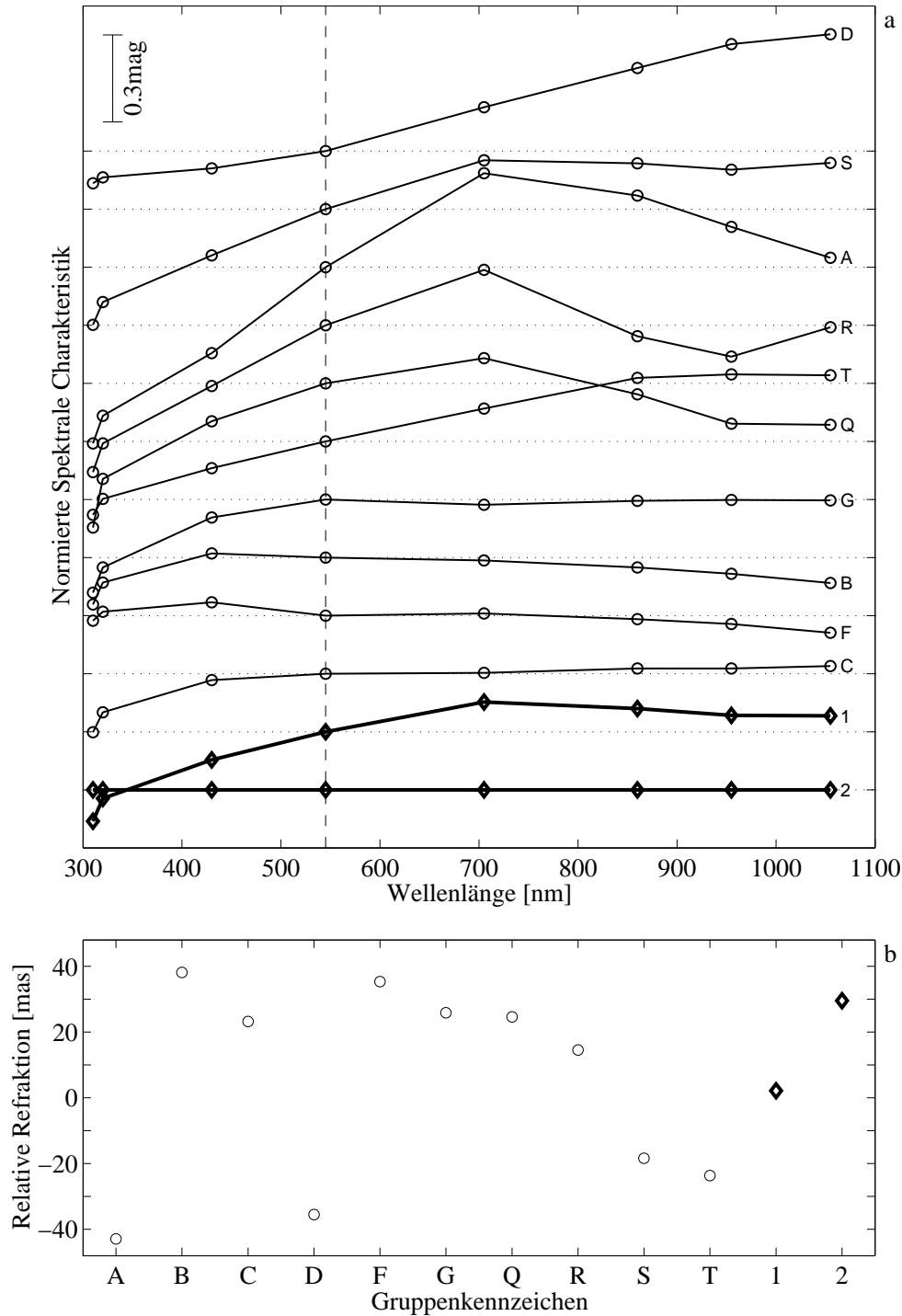


Abbildung 2.21: Farbrefraktion bei Asteroiden. Bild a: Spektrale Charakteristika 10 verschiedener taxonomischer Asteroidenklassen, abgeleitet aus *ECAS*. Die Darstellungen wurden jeweils auf 1.0 für den V-Filter ($\lambda_{eff} = 545\text{nm}$) von *ECAS* normiert und zum Zweck der Erhöhung der Übersichtlichkeit jeweils mittels vertikalem Offset gegeneinander versetzt. Die gestrichelten Linien dienen der Orientierung und verlaufen für jede Kurve durch den Punkt für den V-Filter. Kurve 1 markiert eine arithmetisch gemittelte spektrale Charakteristik aller Klassen, während Kurve 2 einer Vernachlässigung der spektralen Eigenschaften gleichkommt. Bild b: Die Berechnung der Refraktion für die Kurven aus Bild a erfolgte für das durch Abb. 2.15 gegebene hypothetische Instrument, jedoch ohne den dort angegebenen Filter. Folgende Randbedingungen wurden gewählt: Zenitdistanz $z = 65^\circ$, Temperatur $t_0 = 20^\circ\text{C}$, Luftdruck $P_{A0} = 1020\text{hPa}$, relative Luftfeuchtigkeit $RH_0 = 50\%$. Da nur die Unterschiede zwischen den einzelnen Refraktionswerten interessant sind, wurde jeweils der Absolutwert von rund $2'$ subtrahiert.

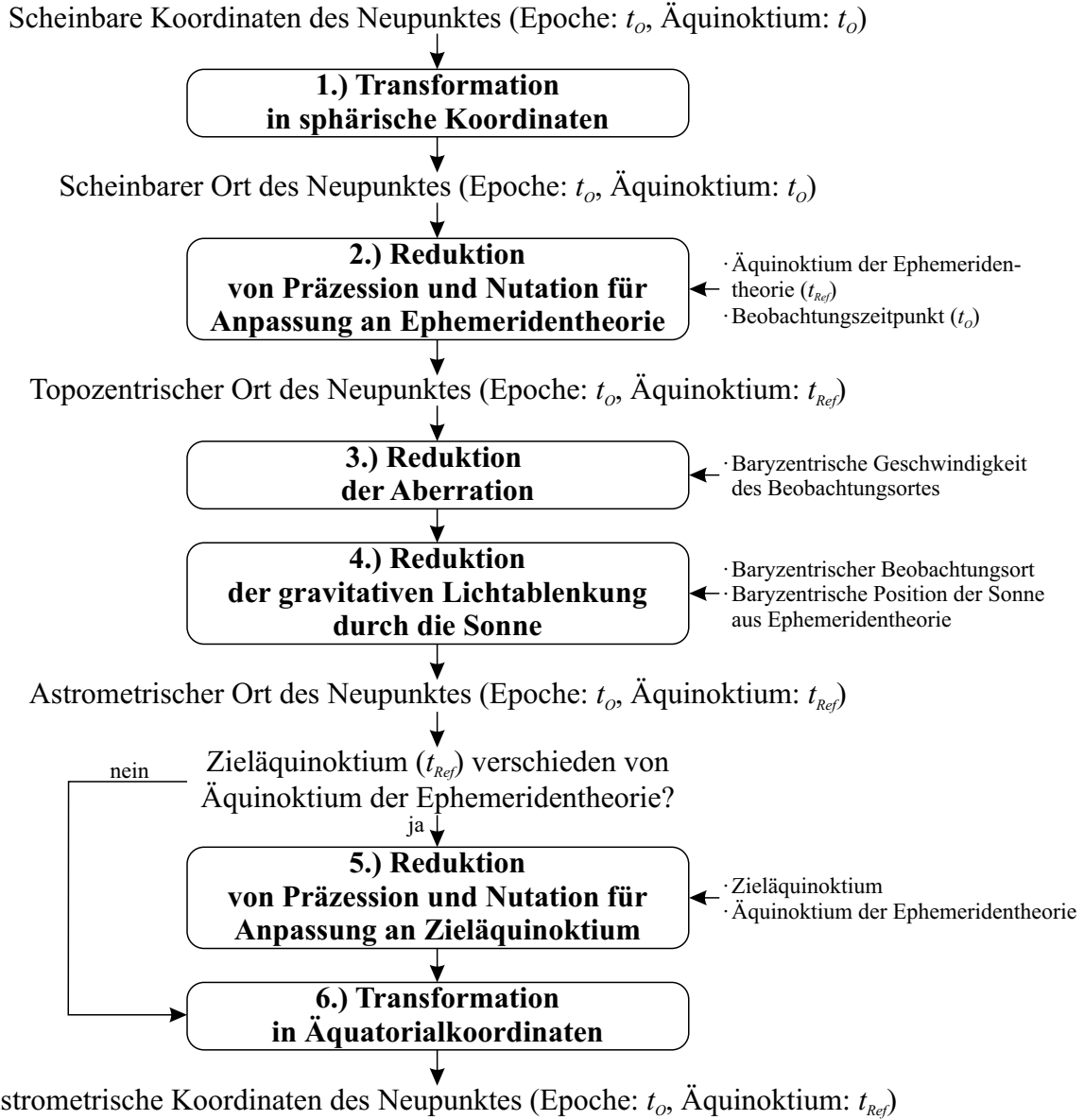


Abbildung 2.22: Berechnung der astrometrischen Koordinaten eines Neupunktes. Baryzentrischer Ort und Geschwindigkeit des Beobachtungsortes werden gemäß Abb. 2.11 bestimmt.

2.7.2 Reduktion auf den mittleren Ort des Zieläquinoktiums

Die Umkehrung der Reduktionen aus Abschnitt 2.4.1 ist in Abb. 2.22 schematisch dargestellt. Als Erstes wird der in Äquatorialkoordinaten bekannte scheinbare Ort des Neupunktes aus Gl. 2.121 in einen topozentrischen Richtungsvektor O''_N konvertiert (Abb. 2.22, Schritt 1), also

$$O'''_N = \begin{bmatrix} \cos \alpha_{app} \cos \delta_{app} \\ \sin \alpha_{app} \cos \delta_{app} \\ \sin \delta_{app} \end{bmatrix}. \quad (2.122)$$

Die in Gl. 2.43 zur Reduktion der Referenzsterne verwendete Nutationsmatrix N kann nun genauso wie die Präzessionsmatrix P erneut eingesetzt werden, um den Neupunkt auf den mittleren Ort zur Referenzeпоche t_{Ref} zu reduzieren (Abb. 2.22, Schritt 2). Allerdings müssen die Matrizen dazu invertiert werden, was aufgrund ihrer Orthogonalität durch einfache Transposition, d.h.

$$O''_N = P^{-1} N^{-1} O'''_N = P^T N^T O'''_N \quad (2.123)$$

gelingt.

Da aus einer CCD-Aufnahme weder Informationen über die Entfernung noch über die Geschwindigkeit eines Neupunktes entnommen werden können, ist es lediglich möglich, die stellaren Aberrationseinflüsse zu korrigieren, nicht jedoch die planetaren. Die Umkehrung von Gl. 2.42 wird erhalten, indem das Vorzeichen der normierten baryzentrischen Geschwindigkeit \dot{B}'_O des Beobachtungsortes umgekehrt wird. Für die Aberrationskorrektur des Neupunktes (Abb. 2.22, Schritt 3) gilt somit

$$O'_N = \frac{\beta^{-1}O''_N - \dot{B}'_O + (O''_N\dot{B}'_O)\dot{B}'_O/(1 + \beta^{-1})}{1 - O''_N\dot{B}'_O}. \quad (2.124)$$

Auch die vollständige Korrektur der gravitativen Lichtablenkung durch die Sonne erfordert Informationen zur Entfernung des Neupunktes. Wird der Neupunkt jedoch behandelt wie die Referenzsterne, d.h. als läge er außerhalb des Sonnensystems, so ergibt sich nach der Transformation mit

$$O_N = O'_N - \frac{2GM_H}{c^2 d_{OH}} \frac{(H_O - (O'_N H_O)O'_N)}{(1 + O'_N H_O)} \quad (2.125)$$

der sog. astrometrische Ort des Neupunktes (Abb. 2.22, Schritt 4). Er stellt bereits das Ende der Reduktionen dar, denn für die Berücksichtigung von Parallaxe oder Lichtlaufzeit sind Entfernungs- bzw. auch Geschwindigkeitsinformationen zwingend erforderlich. Sowohl das *MPC* (MPC, 2004) als auch Bahnrechnungsprogramme für Asteroiden, wie z.B. *OrbFit* (Milani et al., 2004), verlangen astrometrische Positionen.

Falls das Zieläquinoktium für den Neupunkt vom Referenzäquinoktium abweicht, erfolgt noch eine abschließende Rotation von O_N mit der entsprechenden Präzessions- bzw. Nutationsmatrix (Abb. 2.22, Schritt 5). Dann können die Äquatorialkoordinaten des Neupunktes angegeben werden mit

$$\begin{aligned} \alpha_N &= \arctan \frac{y_{ON}}{x_{ON}} \\ \delta_N &= \arcsin z_{ON} \end{aligned} \quad (2.126)$$

(Abb. 2.22, Schritt 6). Die Variablen x_{ON} , y_{ON} und z_{ON} bezeichnen dabei die Komponenten des Vektors O_N . Bei Follow-up-Beobachtungen von Asteroiden lassen sich Näherungswerte für die Koordinaten finden. In Abschnitt 3.2.5 wird ein entsprechendes Verfahren vorgestellt. Die dort ermittelten Koordinaten können direkt mit α_N und δ_N für Zwecke der Identifizierung des eigentlichen Zieles der Aufnahme verglichen werden.

Kapitel 3

Universelle astrometrische Software

Ein Ziel dieser Arbeit besteht in der Integration der in Kapitel 2 aufgeführten Algorithmen zur Entwicklung einer universellen Software für Follow-up-Beobachtungen von Asteroiden. Das folgende Kapitel soll einerseits Konzepte vorstellen, die als Merkmale universeller Software gelten, andererseits aber auch einzelne Aspekte der Realisierung näher bringen.

3.1 Konzepte für universelle Software

Um einer breiten Anwenderschicht zugänglich zu sein, sind bestimmte Anforderungen an universelle Software zu stellen. Insbesondere sollte sie

- Möglichkeiten zur Anpassung an viele unterschiedliche Gegebenheiten besitzen,
- hohen Ansprüchen an die Ergebnisse genügen und
- einfach zu handhaben sein.

Im Folgenden werden die wichtigsten Konzepte vorgestellt, die zur Erfüllung dieser Anforderungen beitragen.

3.1.1 Portabilität

Immer mehr verschiedene Rechnerplattformen¹ werden heutzutage für die Erledigung unterschiedlichster Aufgaben eingesetzt. Universelle Software sollte prinzipiell auf möglichst vielen Systemen lauffähig sein, um für eine Vielzahl von Anwendern ohne meist kostenintensive Hardware- oder Software-Neuanschaffungen nutzbar zu sein. Computerprogramme, welche diesen Anforderungen genügen, werden als portabel² bezeichnet. Für die Entwicklung portabler Software sind vor den verwendeten Rechnerarchitekturen die genutzten Betriebssysteme von Bedeutung, denn sie repräsentieren die Schnittstelle zwischen der Hardware und dem Programm. Die drei führenden Betriebssystemtypen sind zurzeit *DOS/Windows*, *MacOS* und *Unix/Linux*. Übertragbarkeit zwischen diesen Oberflächen lässt sich entweder durch die strikte Beschränkung auf systemübergreifende syntaktische Konventionen bei der Programmierung oder durch den Einsatz von für verschiedene Plattformen verfügbaren Laufzeitumgebungen erreichen.

¹Unter einer Rechnerplattform wird in diesem Zusammenhang ein Rechner einschließlich des auf ihm installierten Betriebssystems verstanden.

²Dem Englischen entlehnt: tragbar, leicht transportierbar

3.1.2 Automatisierung

Ein automatischer Programmablauf ist aus zwei Gründen wünschenswert. Einerseits wird die sonst nötige Zeit für manuelle Arbeiten verringert und das Auswerteverfahren insgesamt beschleunigt. Wesentlich wichtiger ist jedoch andererseits, dass durch Automatisierung Bedienungsfehler vermieden werden und eine Reproduktion der Ergebnisse durch andere Anwender möglich wird. In Hinblick auf astrometrische CCD-Beobachtungen bietet sich außerdem die Perspektive, die traditionelle Teilung von Aufnahme und Auswertung aufzuheben, und unmittelbar nach der Belichtung eine Positionsmessung anzuschließen. Damit wird der Beobachter in die Lage versetzt, sofort über eine eventuell nötige Wiederholung der Aufnahme unter möglicherweise geänderten Aufnahmebedingungen entscheiden zu können. Das ist insbesondere für schnell bewegte Objekte interessant, deren Konstellationen sich im Laufe eines Tages signifikant ändern, für die somit Ersatzbeobachtungen zu einem späteren Zeitpunkt ausgeschlossen sind.

3.1.3 Schnittstellen

Eine universelle Anwendung muss sich an eine Vielzahl von möglichen Gegebenheiten anpassen lassen, ohne dass Veränderungen im Quelltext des Programmes notwendig sind. Oft sind die Formate der Eingangsdaten ebenso wenig einheitlich, wie die gewünschten Formate der Ausgabedaten. Auch der Ablauf der Datenverarbeitung selbst muss gewisse Steuerungsmöglichkeiten durch den Anwender erlauben, um für seine Gegebenheiten optimale Ergebnisse zu erzielen. Deshalb hat ein universelles Computerprogramm für umfassende Schnittstellen Sorge zu tragen. Für Ein- und Ausgabeprozesse kann das entweder durch die Implementierung von Routinen zur Behandlung vieler gebräuchlicher Formate oder durch die Definition offener, vom Anwender selbst programmierbarer Formate geschehen. Bei der Verwendung letzterer Variante ist darauf zu achten, dass die Programmierung auf einfachste Weise auch für programmiertechnisch unerfahrene Nutzer möglich ist. Die Schnittstelle, die den Ablauf der Datenverarbeitung definiert, sollte für die meisten Parameter Standardwerte anbieten, mit denen bereits passable Ergebnisse erzielt werden können. Es bleibt somit der Versiertheit des Anwenders überlassen, ggf. durch die Bereitstellung weiterer Informationen, die Qualität des Ergebnisses zu verbessern.

3.1.4 Meldungssprache

Eine nicht zwingende, aber für jeden Anwender angenehme Eigenschaft eines Computerprogrammes ist es, wenn insbesondere Fehlermeldungen, aber auch Statusinformationen und Zwischenergebnisse in seiner Muttersprache ausgegeben werden. Das hilft Missverständnisse zu vermeiden, vor allem dann, wenn die Meldungen knapp ausfallen und kein begleitender Kontext zur Verfügung steht. Letzteres ist jedoch im Zuge der Entwicklung effizienter Formulierungen meist erwünscht. Universelle Software sollte deshalb auch diesem Bequemlichkeitsanspruch genügen.

3.2 Umsetzung der Universalitätskonzepte

Im Rahmen dieser Arbeit wurde die Software *MpCCD*³ als universelles Computerprogramm zur differentiellen Positionsbestimmung von Asteroiden auf CCD-Aufnahmen geschaffen. Einige Routinen des Programmes basieren auf Weiterentwicklungen der Software *SAAC*⁴ von Winter (1999). Der universelle Charakter von *MpCCD* leitet sich aus der weitgehenden Umsetzung der im vorangegangenen Abschnitt genannten Konzepte her. Einzelne Gesichtspunkte der Realisierung werden nun einer genaueren Betrachtung unterzogen.

³*MpCCD* = Minor planets on CCD-frames

⁴*SAAC* = Software for Analysing Astrometric CCDs

3.2.1 Programmiersprache

Zu Beginn der Programmierarbeiten stand die Frage, wie die angestrebte Portabilität der Software erreicht werden soll. Die ursprüngliche Basis der Entwicklung, das Programm *SAAC*, lag in *Fortran 90* vor. Es ließ sich in seiner ursprünglichen Form nicht ohne Weiteres mit anderen Compilern als dem der Firma *Lahey* übersetzen.

Nach einer entsprechenden Konvertierung wird die Portabilität der Software nun durch eine Beschränkung der Programmierung auf den *ANSI-C++* Standard⁵ sichergestellt, den die meisten *C++* Compiler unterstützen. *C++* Compiler stehen für nahezu alle Rechnerplattformen zu Verfügung, in einigen Fällen sogar kostenlos. Besser als in *Fortran* wird bei *C++* objektorientierte Programmierung unterstützt. Damit lassen sich zusammengehörige Prozeduren und Daten übersichtlicher strukturieren, was die Entwicklung vor allem umfangreicherer Projekte erheblich erleichtert.

Alternativ kam für die Entwicklung auch die Programmiersprache *JAVA* in Frage, da aufgrund der Verfügbarkeit von Laufzeitumgebungen für sehr viele Rechnerplattformen die Übertragbarkeit praktisch automatisch gewährleistet wäre. Außerdem ist der zur Verfügung stehende, portabel nutzbare Funktionsumfang bei *JAVA* wesentlich größer als bei *ANSI-C++*. Der Nachteil von *JAVA* liegt allerdings in seiner wesentlich geringeren Leistungsfähigkeit, bedingt durch die zur Laufzeit nötige Interpretation des kompilierten *JAVA*-Programmes (Bytecode).

Die ausschließliche Verwendung von *ANSI-C++* zieht den Verzicht auf eine grafische Benutzeroberfläche (GUI⁶) nach sich, weil die entsprechenden Bibliotheken nicht zum Standard gehören. Für ein vollautomatisches Programm jedoch ist ein GUI nicht erforderlich, ja sogar hinderlich. Das Konzept für *MpCCD* sieht einen autonomen Ablauf vor, so dass sich ein GUI erübrigt.

Tab. B.1 zeigt eine Auflistung der Rechnerplattformen, auf denen *MpCCD* getestet wurde. Dabei wurden übereinstimmende Programmabläufe und Ergebnisse kontrolliert und konnten bestätigt werden.

3.2.2 Aufnahmeschnittstelle

Mit *MpCCD* lassen sich verschiedene Dateiformate verarbeiten, in denen Aufnahmen gespeichert werden können. Von einigen anderen Programmen wird ausschließlich das gebräuchlichste, das FITS-Format, unterstützt. Bei aktuell in der CCD-Astrometrie eingesetzten Matrix-Dimensionen von 4096×4096 Pixeln (Tendenz steigend) von je 2Byte, hat eine Standard-FITS-Datei allerdings schon die nicht unerhebliche Größe von 32MByte. Deshalb erscheint es durchaus sinnvoll, auch andere, insbesondere komprimierte Formate zuzulassen.

Das Programm erkennt selbstständig an spezifischen Merkmalen, um welchen Dateityp es sich handelt. Möglicherweise zusätzlich zu den Bilddaten verfügbare weitere relevante Informationen, z.B. zur Belichtungsdauer, dem aufgenommenen Objekt o.ä., werden extrahiert und verringern damit die Anzahl der von außen beizusteuern Parameter.

3.2.3 Freie Katalogschnittstelle

Das Einlesen von Daten für die Referenzsterne aus einem entsprechenden Katalog stellt neben dem Einlesen der Aufnahme und der Ausgabe der Ergebnisse eine der drei wichtigsten externen Schnittstellen des Programmes dar. Die Formate von Sternkatalogen sind nicht streng

⁵Es existiert auch ein *C++* Standard der Internationalen Organisation für Standardisierung (ISO), der jedoch mit dem ANSI-Standard weitgehend konform ist. Auf eine Unterscheidung wird deshalb an dieser Stelle verzichtet.

⁶GUI = Graphical user interface

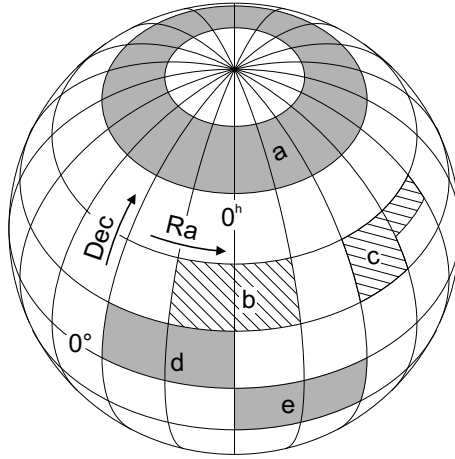


Abbildung 3.1: Details zur Referenzsternkatalog-Schnittstelle. Schraffierte Ausschnitte sind als einzelne Dateien eines Kataloges unzulässig, während die gleichmäßig gefüllten Ausschnitte möglich sind.

genormt, so dass praktisch fast jeder ein eigenes Format aufweist. Ebenso wenig ist heute abzu-
sehen, in welcher Form künftige Sternkataloge vorliegen werden oder welche Sternkataloge ein
potentieller Benutzer des Programmes für die astrometrische Auswertung seiner Aufnahmen am
geeignetsten hält. Um nicht für alle in Frage kommenden vorhandenen Kataloge eine gesonderte
Einleseroutine entwickeln bzw. bei Erscheinen eines neuen Kataloges Programmupgrades zur
Verfügung stellen zu müssen, wurde für *MpCCD* eine vom Benutzer definierbare Schnittstelle
entwickelt. Dafür werden an das Format des Kataloges nur wenige Anforderungen gestellt, die
allerdings ohnehin von den meisten Katalogen erfüllt werden:

1. Der Katalog muss unkomprimiert vorliegen.
2. Die Daten des Kataloges müssen tabellarisch angeordnet sein, d.h. gleiche Parameter für
verschiedene Einträge befinden sich jeweils an derselben Stelle innerhalb eines Datensat-
zes.
3. Besteht der Katalog aus mehreren einzelnen Dateien, so müssen alle Sterne mit den Ko-
ordinaten (α, δ) , die innerhalb der Intervallgrenzen $\alpha_A \leq \alpha < \alpha_E$ und $\delta_A \leq \delta < \delta_E$
liegen, in einer Datei zusammengefasst sein. Bereichsgrenzen gemäß Fall c in Abb. 3.1
sind unzulässig.
4. Die Intervallgrenzen α_A und α_E bzw. δ_A und δ_E müssen den Bedingungen $\alpha_A < \alpha_E$ bzw.
 $\delta_A < \delta_E$ genügen. Fall b in Abb. 3.1 ist somit nicht zulässig.
5. Kataloge in binärem Datenformat dürfen als Einträge keine Fließkommazahlen enthalten,
d.h. Dezimalzahlen müssen bei der Herstellung des Kataloges entsprechend ihrer Genau-
igkeit durch geeignete Multiplikation in ein ganzzahliges Format umgewandelt worden
sein. Diese Forderung resultiert aus der Vielzahl möglicher binärer Darstellungsformen
für Fließkommazahlen auf unterschiedlichen Rechnerplattformen.

Die Katalog-Schnittstelle akzeptiert sowohl Dateien im Text- als auch im Binärformat. Für
Letzteres ist es möglich, beliebig angeordnete Bits eines Datensatzes zu einer Zahl zu kombi-
nieren. Das bietet die Möglichkeit, auch solche Kataloge lesen zu können, deren Einträge mit
für unkomprimierte Daten geringstmöglichem Speicherverbrauch abgelegt worden sind.

Die Definition der Katalog-Schnittstelle durch den Benutzer erfolgt über die Festlegung
von Optionen in einer einfachen Textdatei. In ihr ist angegeben, wie die tabellierten Werte
interpretiert werden müssen, um sie an das programminterne Format anzupassen. Weiterhin

sind in ihr grundlegende Eigenschaften des gesamten Kataloges sowie jeder einzelnen, zum Katalog gehörenden Datei definiert.

Ein Beispiel einer solchen Schnittstellen-Definition für den *UCAC2* ist in Abb. 3.2 gegeben. Der obere Teil bis zu dem Schlüsselwort **HeaderEndMark** bezieht sich auf den gesamten Katalog, während der (gekürzte) Teil darunter Informationen für jede einzelne Datei des Kataloges enthält. Zu Beginn werden Namen für die einzelnen Datenträger der CD-ROM-basierten Version sowie der Pfad zu den Katalogdaten definiert. Vertikale Striche (|) in Pfadangaben werden durch das Programm automatisch, entsprechend den Erfordernissen des Betriebssystems, in Schrägstriche (/) bzw. rückwärtige Schrägstriche (\) konvertiert. Die nächsten zwei Schlüsselwörter geben an, dass die Datensätze innerhalb der einzelnen Dateien nach Rektaszension sortiert sind und es sich um ein binäres Datenformat handelt. Die Länge eines Datensatzes des *UCAC2* beträgt 44 Byte, was mit dem Bezeichner **EntryLength** mitgeteilt wird. Danach folgen Angaben, welche der einzelnen Bits eines Datensatzes jeweils zu einer Zahl zusammengefasst werden sollen. Weiter unten erfolgt die Festlegung, wie diese Zahlen auf die jeweiligen internen Dimensionen des Programmes umgerechnet werden müssen, bzw. welche Verküpfungen der Zahlen die intern geforderten Werte ergeben (siehe bspw. Definition des Fehlers der Rektaszension **ErrRa**). Am Ende wird für jede einzelne Datei des Kataloges angegeben, wie sie heißt, wo sie sich befindet und welchen Ausschnitt der scheinbaren Himmelskugel sie enthält.

Eine solche Universalschnittstelle kann niemals so effektiv arbeiten wie speziell für die jeweiligen Kataloge entwickelte Leseroutinen. Für den *UCAC2* bspw., gelesen von einer Festplatte und verarbeitet mit einem 1.5GHz-Prozessor, dauert das Einlesen eines Datensatzes mit *MpCCD* rund $25\mu\text{s}$. Im Vergleich dazu benötigt die Standardfunktion nur rund $7\mu\text{s}$. Dieser Nachteil ist jedoch vertretbar, da für Zwecke der differentiellen Astrometrie stets nur kleine Ausschnitte eines Kataloges von Interesse sind und keine Verarbeitung großer Teile bzw. des gesamten Kataloges beabsichtigt ist.

3.2.4 Freie Ausgabeschnittstelle

Die Schnittstelle für die Datenausgabe ist ähnlich angelegt wie die im vorangegangenen Abschnitt beschriebene für den Referenzsternkatalog. Ihre Aufgabe ist es, die internen Datenstrukturen in das gewünschte Format umzuwandeln und entsprechende Ergebnisdateien zu produzieren. Damit wird dem Benutzer die Möglichkeit gegeben, seine Resultate direkt in einer dem anschließenden Verwendungszweck gerecht werdenden Form auszugeben, sei es zur Übermittlung von Positionen an das *MPC*, für den Einsatz in Bahnrechnungsprogrammen oder zur Durchführung von Analysen der Aufnahmen.

Die Definition der Ausgabeschnittstelle erfolgt wie auch für die Sternkataloge über eine Textdatei. Abb. 3.3 zeigt ein Beispiel, mit dem die ausgeglichenen äquatorialen Positionen und die gemessenen Bildkoordinaten sowohl für das Zielobjekt als auch für alle mit dem Referenzsternkatalog identifizierten Objekte ausgegeben werden können. Nach Festlegung der Namen für die Schnittstellen-Definition und die Ausgabedatei gibt der Parameter **AppendFile** an, dass neue Ausgaben jeweils an die bereits bestehende Datei angehängt werden sollen. Alternativ besteht die Möglichkeit, die Ausgabedateien zu nummerieren. Die nächsten beiden Parameter geben an, dass von den nicht im Sternkatalog registrierten Objekten der Aufnahme nur diejenigen ausgegeben werden sollen, die im Bereich von $1''$ um eine Näherungsposition mit maximal 1mag Unterschied zu einer Näherungshelligkeit gefunden werden. Nähere Erläuterungen dazu werden in Abschnitt 3.2.5 gegeben. Als nächstes folgen die Definitionen der auszugebenden Parameter. Die internen Werte können dort beliebig manipuliert werden, wie im Beispiel die Umwandlung der Belichtungszeit von Sekunden in Millisekunden zeigt („Par07“ in Abb. 3.3). Es ist auch möglich, interne Werte zu einem neuen Ausgabeparameter zu kombinieren. Denkbar wäre bspw. die Zusammenfassung der intern verfügbaren Messfehler eines Objektes in Rektaszension und Deklination zu einem Positionsfehler. Eine solche Kombination fehlt in Abb. 3.3. Für jeden

```

!CAT Ucac2                                # UCAC2-Katalog

CatalogDir=|mnt|cdrom|u2                  # Verzeichnis der Katalogdaten
CDName01=UCAC2 Disk 1                     # Bezeichner für CDs des UCAC2
CDName02=UCAC2 Disk 2                     #           - " -
CDName03=UCAC2 Disk 3                     #           - " -
DataFilesSorted=Ra                        # Dateien sind nach Ra sortiert
DataFormat=binary                         # Binäres Dateiformat

# Optionen für Binäre Dateien (Zuordnung der Bits zu Werten)
EntryLength=44                           # Länge eines Datensatzes in Byte
DataField01=d 0-31                        # Ra 2000 (mas)
DataField02=d 32-63                       # Dec 2000 (mas)
DataField03=d 64-79                       # Mag Astrograph (579nm-642nm) (0.01mag)
DataField04=d 80-87                       # Fehler Ra zur Zentralepoche - 127 (mas)
DataField05=d 88-95                       # Fehler Dec zur Zentralepoche - 127 (mas)
DataField06=d 128-143                     # Zentralepoche Ra - 1975 (0.001yr)
DataField07=d 144-159                     # Zentralepoche Dec - 1975 (0.001yr)
DataField08=d 160-191                     # PmRa ohne cos(Dec) (0.1mas/yr)
DataField09=d 192-223                     # PmDec (0.1mas/yr)
DataField10=d 224-231                     # ErrPmRa*cos(Dec) - 127 (0.1mas/yr)
DataField11=d 232-239                     # ErrPmDec - 127 (0.1mas/yr)
DataField12=d 288-303                     # Mag 2MASS J-Band (0.001mag)

# Format des Zusatzfeldes im Dateiinformationsbereich
InfoFieldFormat01=d

# Umwandlung der Katalogdaten in interne Datenformate
Ra=DataField01/54000000                   # Umrechnung mas in h
Dec=DataField02/3600000                   # Umrechnung mas in °
MagBlue=DataField03/100                   # Umrechnung 0.01mag in 1mag
ErrRa=SQRT((DataField04+127)^2+((DataField10+127)/10*(25-DataField06/1000))^2)/1000
ErrDec=SQRT((DataField05+127)^2+((DataField11+127)/10*(25-DataField07/1000))^2)/1000
PmRa=DataField08/100*cos(DataField02*4.848136811e-9) # Umrechnung in "/100yr*cos(dec)
PmDec=DataField09/100                     # Umrechnung in "/100yr
ErrPmRa=(DataField10+127)/100              # Umrechnung in "/100yr
ErrPmDec=(DataField11+127)/100             # Umrechnung in "/100yr
MagRed=DataField12/1000                   # Umrechnung 0.001mag in 1mag
Name="2UCAC%07d",InfoField01+CurrIss      # UCAC2-ID des Sterns (CurrIss = lfd. Nr. in Datei)
ErrMagBlue=0.3                           # Mag-Fehler - Wert aus Readme.txt (Note 3)
Type=1                                    # Ausschließlich Sterne in UCAC2
Equinox=2000                              # ICRF
Epoch=2000                               # Epoche von Ra und Dec

HeaderEndMark

# Informationen zu jeder einzelnen Datei des Kataloges
FileName=z001                             # Dateiname
CDNr=1                                    # auf CD Nr. 1
InfoField01=0                             # Nummer des 1. Sterns im Feld - 1 für Namensgebung
RaZone = 00 00 00.000   24 00 00.000      # Ra-Bereich
DecZone=-90 00 00.00   -89 30 00.00       # Dec-Bereich
...

```

Abbildung 3.2: Beispiel einer Schnittstellen-Definition für einen Sternkatalog (hier: *UCAC2*). Die Angaben hinter den Doppelkreuzen (#) sind Kommentare und dienen der Erläuterung. Die drei Punkte am Ende des Dateiinformationsbereiches deuten darauf hin, dass an dieser Stelle weitere Angaben zu den anderen Dateien des Kataloges folgen.

```

!OUT PositionOnly                # Name der Schnittstellendefinition

# Allgemeine Einstellungen für die Ausgabe
FileName=.|Ausgaben|result.txt    # Dateiname und -pfad der Ausgabedatei
AppendFile=yes                    # An vorhandene Datei anhängen

# Definition der Ausschlusskriterien für nicht identifizierte Objekte
UnidentPosRange=1                 # Neupunkte im Umkreis von 1 Bogensekunden
UnidentMagRange=1                 # Neupunkte mit max. 1mag Differenz

# Definition der Ausgabeparameter
Par01=Ra                          # Ausgegliche Rektaszension in h
Par02=Dec                          # Ausgegliche Deklination in °
Par03=FitX                         # Bildkoordinaten des Zentrums in pix
Par04=FitY                         # - " -
Par05=ImgDate                      # Zeitpunkt der Aufnahme (Datum+Zeit)
Par06=ImgDate                      # Zeitpunkt der Aufnahme (Datum+Zeit)
Par07=ExpTime*1000.0              # Aufnahmedauer in ms (intern in s)
Par08=ImgName                     # Dateiname der Aufnahme
Par09=CatName                     # Namen von Katalogobjekten

# Formatierung der Ausgabeparameter
FormPar01=Odd mm ss.sss           # Ra Sexagesimal
FormPar02=+Odd mm ss.ss           # Dec Sexagesimal
FormPar03=8.3                     # X-Koordinate: xxxx.xxx
FormPar04=8.3                     # Y-Koordinate: xxxx.xxx
FormPar05=date:DD.MM.YYYY         # Aufnahmedatum als Tag.Monat.Jahr
FormPar06=time:HH:MM:SS.S         # Aufnahmezeitpunkt in Stunden:Minuten:Sekunden
FormPar07=6                       # Aufnahmedauer: xxxxxx Millisekunden
FormPar08=20                      # 20 Stellen für den Bildnamen
FormPar09=20                      # 20 Stellen für Katalog-ID

# Klasse für einmalige Ausgabe je Bild
UniqueLine=Aufnahme:  Par08\nDatum:      Par05 Par06\nBelichtung: Par07ms\n

# Klasse für Neupunkte (Überschrift und Parameterreihenfolge)
UnidentHeadline=\nZielobjekt:\n  Rekt.      Dekl.      X      Y
UnidentLine=Par01 Par02 Par03 Par04\n

# Klasse für Katalogobjekte (Überschrift und Parameterreihenfolge)
IdentHeadline=\nKatalogsterne:\n  Rekt.      Dekl.      X      Y      Katalogbez.
IdentLine=Par01 Par02 Par03 Par04 Par09\n

# Dateistruktur für die Ausgabe (Anordnung der Klassen)
FileStructure=UniqueLine,UnidentLine,IdentLine

```

Abbildung 3.3: Beispiel einer Schnittstellen-Definition für die Ausgabe. Die Angaben hinter den Doppelkreuzen (#) sind Kommentare und dienen der Erläuterung.


```

Aufnahme: 00430130d
Datum: 06.01.2000 20:41:06.0
Belichtung: 30000ms

Zielobjekt:
      Rekt.      Dekl.      X      Y
06 01 40.344 +22 21 42.96 448.360 116.320

Katalogsterne:
      Rekt.      Dekl.      X      Y      Katalogbez.
06 00 59.907 +22 17 02.41 27.315 954.796 2UCAC39634637
06 01 17.113 +22 30 11.22 1207.137 599.582 2UCAC39813902
06 01 10.302 +22 28 13.47 1030.857 740.497 2UCAC39634668
...

```

Abbildung 3.4: Beispiel einer Ergebnisdatei für die Positionsbestimmung des Asteroiden (43) Ariadne, die von der Ausgabeschnittstelle unter Verwendung der Definition aus Abb. 3.3 erzeugt wurde. Die Punkte am Ende deuten an, dass weitere Datenzeilen folgen.

Ausgabeparameter ist weiterhin eine Formatierungsangabe erforderlich, die über die Einträge `FormParXX` gesteuert wird. Die Struktur der Ausgabe wird über den Parameter `FileStructure` festgelegt. Er definiert die Reihenfolge der sog. Ausgabeklassen, d.h. Gruppierungen von Objekten. Insgesamt sind 4 Ausgabeklassen verfügbar:

- **UniqueLine** wird pro Bild nur einmal ausgegeben und dient der Darstellung von Werten, die sich auf die Aufnahme selbst (z.B. Belichtungszeit) oder die Auswertung (z.B. Plattenkonstanten) beziehen.
- **UnidentLine** wird für alle Objekte ausgegeben, die nicht als Referenzstern identifiziert werden konnten und den Einschränkungen der optionalen Parameter `UnidentPosRange` sowie `UnidentMagRange` genügen.
- **IdentLine** wird für alle Sterne ausgegeben, die mit dem verwendeten Referenzsternkatalog identifiziert werden konnten.
- **CatalogueLine** enthält alle aus dem Sternkatalog gelesenen Objekte. Sie schließt damit **IdentLine** ein, erfasst jedoch darüber hinaus auch die Sterne, die im Katalog gefunden, jedoch nicht (erfolgreich) in der Aufnahme detektiert worden sind. (Diese Klasse ist in Abb. 3.3 nicht vertreten.)

Die Zusammensetzung der einzelnen Klassen wird in den gleichnamigen Parametern der Schnittstellen-Definition geregelt. Für alle Klassen außer **UniqueLine** existiert zusätzlich die Möglichkeit, eine Art Tabellenüberschrift (z.B. `IdentHeadline`) zu generieren, die dann unmittelbar vor der Ausgabe der jeweiligen Klasse einmal in die Ergebnisdatei geschrieben wird.

Abb. 3.4 zeigt das Resultat der Anwendung der Schnittstellen-Definition aus dem Beispiel auf die Positionsmessung des Asteroiden (43) Ariadne.

3.2.5 Näherungsposition und -helligkeit des Ziel-Asteroiden

Der Ablauf von *MpCCD* geschieht vollautomatisch. Das kommt der Verarbeitung einer Vielzahl von CCD-Aufnahmen entgegen (Stapelverarbeitung). Um während der Abarbeitung des Programmes frei von Benutzereingaben agieren zu können, sind Hilfsroutinen erforderlich, die nötige manuelle Eingriffe ersetzen. In Abschnitt 2.5 wurde bereits ein solcher Algorithmus zur Identifikation der Referenzsterne in der Aufnahme beschrieben. Ein weiterer wichtiger Automatisierungsschritt für Follow-up-Beobachtungen von Asteroiden besteht in der Bestimmung von Näherungswerten für deren Positionen und Helligkeiten.

Viele astrometrische Programme überlassen die Messung der Objektkoordinaten als manuellen Schritt dem Anwender. Die Argumente dafür sind vielfältig: Zum Teil existieren in diesen Anwendungen keine Routinen zur Berechnung der Näherungskordinaten bzw. sie arbeiten nur mit stark eingeschränkter Genauigkeit. Andererseits wird oft das Szenario beschrieben, dass möglicherweise andere Objekte in der Nähe des gesuchten sind, die dann fälschlicherweise als Objekt interpretiert werden könnten. Jedoch muss die Frage gestellt werden: Nach welchen Kriterien entscheidet letztendlich ein menschlicher Auswerter, welches das interessierende Objekt auf der Aufnahme ist? Sofern die Bedingungen der Entscheidungsfindung klar formuliert werden können, ist auch eine Automatisierung dieses Schrittes möglich.

Für Follow-up-Beobachtungen von Asteroiden sind folgende Indizien für die Entscheidung maßgeblich, dass es sich um das Zielobjekt handelt:

1. Das Objekt befindet sich in der Nähe einer vorausberechneten Position.
2. Das Objekt hat eine Helligkeit, die näherungsweise einem vorausberechneten Wert gleichkommt.
3. Das Objekt ist in keinem (geeigneten) Sternkatalog verzeichnet.
4. In seltenen Fällen kann auch die Grauwertverteilung der Objektabbildung auf eine Bewegung hindeuten und als Anhaltspunkt für die Entscheidung dienen.

Eine genügend lange Belichtungszeit vorausgesetzt, könnte ein Asteroid eine längliche Abbildung erzeugen, die dann nach Punkt 4 Rückschlüsse auf das Zielobjekt zuließe. Allerdings ist bei bewegten Zielen eine Verlängerung der Aufnahmedauer nur bis zu der Zeitspanne sinnvoll, in der sich das Objekt noch nicht länglich abbildet, weil darüber hinaus kein S/N-Gewinn erzielt werden kann. Deshalb sind lange Belichtungszeiten in der CCD-Astrometrie von Asteroiden nur dann nötig, wenn andere Umstände (z.B. zu wenige helle Referenzsterne) es erfordern. Folglich wird Punkt 4 nur in Ausnahmefällen zur Identifikation des Objektes beitragen.

Ein idealer Sternkatalog nach Punkt 3 umfasst alle Sterne und Galaxien innerhalb des Bildfeldes bis zu einer Grenzgröße unterhalb der des Zielobjektes. Bis zur 21. Größenklasse kann bspw. *USNO-B* (Monet et al., 2003) als solcher angesehen werden, der allerdings mit Positionsunsicherheiten von $0''.2$ nur von untergeordneter astrometrischer Genauigkeit ist. Prinzipiell ist jedoch auch eine Nutzung von zwei Katalogen, einem als Quelle für genaue Referenzkoordinaten und einem anderen zur Identifikation, denkbar.

Wichtigste Hinweise für die Identifikation des Zielobjektes stellen jedoch die Punkte 1 und 2 dar. Aus den für Follow-up-Beobachtungen von Asteroiden bereits näherungsweise bekannten Bahnparametern lässt sich deren Position vorausberechnen. Außerdem lässt sich eine Schätzung über die zu erwartende Helligkeit des Asteroiden abgeben. Da es sich dabei um einen sehr wichtigen Aspekt der Automatisierung handelt, sollen nun Details der Berechnung der Näherungsposition und -helligkeit eines Asteroiden geschildert werden. Einige Zwischenschritte sind dabei identisch mit der in Abschnitt 2.4.1 angegebenen Berechnung der scheinbaren Örter der Referenzsterne und müssen an dieser Stelle nicht wiederholt werden. Variablenbezeichnungen aus diesem Abschnitt werden hier weitergeführt.

Das Ziel der Positionsangabe ist der astrometrische Ort des Asteroiden, d.h. eine Position zur Beobachtungsepoche t_O jedoch mit Bezug auf die Lage des Äquinoktiums zu einer bestimmten Referenzepoche t_{Ref} . Diese ist dann direkt mit den nach Gl. 2.126 berechneten Koordinaten des Neupunktes vergleichbar.

Baryzentrische Position und Geschwindigkeit des Asteroiden

Baryzentrische Position B_O und Geschwindigkeit \dot{B}_O des Beobachtungsortes zum Beobachtungszeitpunkt wurden bereits nach Gl. 2.34 bestimmt. Für die Berechnung entsprechender

Werte für den Asteroiden werden zunächst dessen näherungsweise bekannte Bahnparameter benötigt. Diese sind über Datenbanken verfügbar. *MpCCD* stützt sich auf die *ASTORB*⁷ Datenbank, die durch das *Lowell-Observatorium* gewartet wird. Sie basiert auf den Datenbanken des *MPC*, enthält jedoch auch zusätzliche, durch das *Lowell-Observatorium* berechnete Angaben, wie bspw. zu Unsicherheiten der Ephemeriden.

Aus der Datenbank der Bahnelemente werden die sechs Bahnparameter

- a — große Halbachse,
- e — Exzentrizität,
- i — Inklination,
- Ω — Länge des aufsteigenden Knotens,
- ω — Argument des Perihels sowie
- M — mittlere Anomalie

entnommen. Da es sich bei der Bewegung eines Kleinplaneten um die Sonne nicht um ein ungestörtes Zweikörperproblem handelt, sondern auch die gravitative Wirkung aller anderen Körper des Sonnensystems die Bahn des Asteroiden beeinflusst, sind diese Elemente nicht stabil, sondern ändern sich mit der Zeit. Sie werden deshalb als oskulierende Elemente bezeichnet, die jeweils nur für einen bestimmten Zeitpunkt t_A gültig sind. Dieser Zeitpunkt ist ebenfalls in der Datenbank enthalten.

Für die Berechnung der Position und Geschwindigkeit des Kleinplaneten zum Beobachtungszeitpunkt ist es zweckmäßig, die oskulierenden Elemente in baryzentrische Orts- und Geschwindigkeitsvektoren umzurechnen. Dazu wird zuerst die exzentrische Anomalie E durch iterative Lösung der Keplergleichung

$$E = M + e \sin E \quad (3.1)$$

bestimmt. Damit kann die Entfernung d_{AH} des Kleinplaneten von der Sonne über

$$d_{AH} = a(1 - e \cos E) \quad (3.2)$$

berechnet werden. Die mittlere tägliche Bewegung n des Asteroiden ergibt sich unter Einbeziehung der Gravitationskonstante G sowie der Sonnenmasse M_H zu

$$n = \sqrt{GM_H \frac{1}{a^3}}. \quad (3.3)$$

Jetzt können sowohl Positions- als auch Geschwindigkeitsvektor zum Zeitpunkt t_A in einem speziellen heliozentrischen Koordinatensystem angegeben werden, das über folgende Eigenschaften definiert ist:

- Der Ursprung ist die Sonne.
- Die X-Achse weist zum Perihel.
- Die Y-Achse verläuft rechtwinklig zur X-Achse in der Bahnebene des Kleinplaneten und ist positiv in Richtung zunehmender Anomalie am Perihel.
- Die Z-Achse bildet mit X- und Y-Achse ein Rechtssystem.

⁷<http://www.naic.edu/~nolan/astorb.html>

Die entsprechenden Vektoren für Ort $H'_A(t_A)$ und Geschwindigkeit $\dot{H}'_A(t_A)$ in diesem Koordinatensystem ergeben sich aus den Beziehungen der Bahnelemente zu

$$\begin{aligned} H'_A(t_A) &= \begin{bmatrix} a(\cos E - e) \\ a\sqrt{1-e^2}\sin E \\ 0 \end{bmatrix} \quad \text{und} \\ \dot{H}'_A(t_A) &= \begin{bmatrix} -a^2n/d_{AH}\sin E \\ a^2n/d_{AH}\sqrt{1-e^2}\cos E \\ 0 \end{bmatrix}. \end{aligned} \quad (3.4)$$

Durch Drehungen des Systems um die Koordinatenachsen mit den Rotationsmatrizen $R_Z(-\omega)$, $R_X(-i)$ und $R_Z(-\Omega)$ in der Form

$$\begin{aligned} H_A(t_A) &= R_Z(-\Omega)R_X(-i)R_Z(-\omega)H'_A(t_A) \quad \text{bzw.} \\ \dot{H}_A(t_A) &= R_Z(-\Omega)R_X(-i)R_Z(-\omega)\dot{H}'_A(t_A) \end{aligned} \quad (3.5)$$

werden der Ort $H_A(t_A)$ und die Geschwindigkeit $\dot{H}_A(t_A)$ in dem System erhalten, in dem auch die Elemente gegeben sind. Für die *ASTORB*-Datenbank sind das heliozentrische, ekliptikale Koordinaten mit dem Äquinoktium J2000.0.

Für die Umwandlung in baryzentrische, äquatoriale Vektoren ist zunächst eine Drehung des Systems um die X-Achse mit der mittleren Schiefe der Ekliptik ϵ_0 (J2000.0) zur Epoche J2000.0 nötig. Laskar (1986) gibt diese Größe mit ϵ_0 (J2000.0)=23°26'21".448 an. Die entsprechende Drehmatrix wird nachfolgend kurz mit $R_X(\epsilon_0)$ bezeichnet. Weiterhin ist zur Transformation von $H_A(t_A)$ und $\dot{H}_A(t_A)$ eine Verschiebung des Koordinatenursprungs auf das Baryzentrum mittels der baryzentrischen Position $B_H(t_A)$ und Geschwindigkeit $\dot{B}_H(t_A)$ der Sonne zum Zeitpunkt t_A erforderlich. *MpCCD* gewinnt diese Information aus der numerischen Ephemeridentheorie des Sonnensystems *DE405* von Standish (1998). Baryzentrischer, äquatorialer Ort $B_A(t_A)$ und Geschwindigkeit $\dot{B}_A(t_A)$ des Asteroiden können nun über

$$\begin{aligned} B_A(t_A) &= B_H(t_A) + R_X(\epsilon_0)H_A(t_A) \quad \text{und} \\ \dot{B}_A(t_A) &= \dot{B}_H(t_A) + R_X(\epsilon_0)\dot{H}_A(t_A) \end{aligned} \quad (3.6)$$

berechnet werden.

Numerische Integration der Bewegungsgleichung

Zum späteren Vergleich wird die Position des Asteroiden zum Beobachtungszeitpunkt t_O benötigt. Die rein Newtonsche Bewegungsgleichung (d.h. unter Vernachlässigung relativistischer Effekte) eines Kleinplaneten mit den baryzentrischen Koordinaten B_A und vernachlässigbar kleiner Masse gegenüber den großen Körpern K des Sonnensystems ist gegeben durch

$$\frac{d^2}{dt^2}B_A = - \sum_{K=1}^{n_K} GM_K \frac{B_A - B_K}{|B_A - B_K|^3}, \quad (3.7)$$

wobei B_K für die baryzentrische Position und M_K für die Masse des gravitativ wirkenden Körpers stehen. Die Beschleunigung des Kleinplaneten resultiert somit aus der Summe der Anziehungskräfte aller n_K großen Körper des Sonnensystems. Gl. 3.7 lässt sich für $n_K > 2$ i. Allg. nicht analytisch lösen. Deshalb muss auf numerische Integration zurückgegriffen werden. In *MpCCD* kommt dazu ein Everhart-Integrator 19. Ordnung zum Einsatz, dessen Eigenschaften und Verwendung in Everhart (1974, 1985) dokumentiert sind. Das Originalprogramm wurde im Zuge der Anpassung an *MpCCD* von *FORTRAN* nach *C++* übersetzt. Test-Integrationen für hypothetische Anfangsorte und -geschwindigkeiten zwei Jahre in die Zukunft und zurück

ergaben Übereinstimmungen von Dezimetern bis zu wenigen Metern für die Position bzw. Zentimetern je Stunde für die Geschwindigkeit. Die für jeden Integrationsschritt nötigen Positionen der großen Körper des Sonnensystems werden aus *DE405* gewonnen, d.h. ihre Bewegungsgleichungen sind von der Integration ausgenommen.

Die Integration von $B_A(t_A)$ über den Zeitraum $t_O - t_A$ liefert die baryzentrische Position $B_A(t_O)$ und Geschwindigkeit $\dot{B}_A(t_O)$ des Kleinplaneten zum Zeitpunkt der Beobachtung.

Lichtlaufzeitkorrektur

Sollen terrestrische Positionen bewegter Objekte in endlicher Entfernung bestimmt werden, so ist die Zeit τ zu berücksichtigen, die das Licht benötigt, um von dem Objekt zum Beobachter auf der Erde zu gelangen. Es wird immer genau die Position registriert, an der sich das Objekt zur Zeit $t_O - \tau$ befand. Die Lichtlaufzeit τ lässt sich allerdings nur iterativ bestimmen, da sich das Objekt relativ zur Erde i. Allg. nicht auf einer Kreisbahn bewegt. Damit ist die Objektposition von τ abhängig und umgekehrt. Unter Berücksichtigung der relativistischen Laufzeitverzögerung aufgrund des Gravitationsfeldes der Sonne wird die Lichtlaufzeit mittels der Beziehung

$$\tau_{i+1} = \frac{d_{OA}}{c} + \frac{2GM_H}{c^3} \ln \frac{d_{OH} + d_{OA} + d_{AH}}{d_{OH} - d_{OA} + d_{AH}} \quad (3.8)$$

iteriert. Darin bedeuten

$$\begin{aligned} d_{OA} &= |B_A(t_O - \tau_i) - B_O(t_O)|, \\ d_{OH} &= |B_H(t_O) - B_O(t_O)| \quad \text{und} \\ d_{AH} &= |B_H(t_O - \tau_i) - B_A(t_O - \tau_i)|. \end{aligned} \quad (3.9)$$

Als Startwert wird $\tau_0 \equiv 0$ gesetzt. Nach einer Empfehlung von Seidelmann (1992) für schnell bewegte Objekte, kann die Iteration abgebrochen werden, sobald $|\tau_{i+1} - \tau_i|$ eine Millisekunde unterschreitet. In diesem Fall ist es möglich, auf den relativistischen zweiten Term in Gl. 3.8 zu verzichten, weil dessen Beitrag geringer als 1ms ist. Das Ergebnis der Lichtlaufzeitkorrektur ist die baryzentrische Position $B_A(t_O - \tau)$ des Kleinplaneten, an der er von der Erde aus zum Zeitpunkt t_O beobachtet werden kann.

Äquatorialkoordinaten für die Näherungsposition

Effekte der Aberration und der relativistischen Lichtablenkung durch die Sonne werden bei der Berechnung astrometrischer Örter nicht berücksichtigt, weil für differentielle Betrachtungen in hinreichend kleinen Bildfeldern davon ausgegangen werden kann, dass sie die relative Lage der Objekte zueinander nicht signifikant beeinflussen (Seidelmann, 1992).

Der Richtungsvektor $O_A(t_O)$ vom Beobachter zum Asteroiden für den Beobachtungszeitpunkt ist nun nach

$$O_A(t_O) = \frac{B_A(t_O - \tau) - B_O(t_O)}{|B_A(t_O - \tau) - B_O(t_O)|} \quad (3.10)$$

bestimmt. Aus seinen Komponenten x_{OA} , y_{OA} und z_{OA} lassen sich die Näherungswerte für die Rektaszension $\tilde{\alpha}_A$ und die Deklination $\tilde{\delta}_A$ des Asteroiden über

$$\begin{aligned} \tilde{\alpha}_A &= \arctan \frac{y_{OA}}{x_{OA}} \\ \tilde{\delta}_A &= \arcsin z_{OA} \end{aligned} \quad (3.11)$$

berechnen. Ein Vergleich von 200 Positionen zufällig ausgewählter Kleinplaneten zu Zeitpunkten zwischen 1995 und 2005 mit Werten des Online-Ephemeridengenerators des *JPL*⁸ zeigte Übereinstimmung bis auf $0''.3 \pm 0''.2$. Allerdings ist bei der Bewertung dieses Ergebnisses unbedingt zu

⁸ *JPL* = Jet Propulsion Laboratory

berücksichtigen, dass *JPL* sich auf seine eigene Datenbank der Bahnelemente von Asteroiden (*DASTCOM*) stützt. Vergleiche zufällig ausgewählter Einträge zeigten leichte Abweichungen von der für *MpCCD* verwendeten Datenbank des *Lowell-Observatoriums*.

Die Näherungskordinaten können letztendlich mit den in Abschnitt 2.7, Gl. 2.126 ermittelten Koordinaten des Neupunktes α_N , δ_N verglichen werden. Die Positionen können dann als identisch angesehen werden, wenn die verbleibenden Unterschiede einzig durch die Unsicherheiten der bisher bekannten Bahnelemente bzw. der Messung erklärt werden können.

Bestimmung der Näherungshelligkeit

Die Berechnung des Näherungswertes für die Helligkeit des Asteroiden beruht auf dem Verfahren von Bowell et al. (1989), dessen Grundlage das Magnitudensystem für Asteroiden⁹ ist, welches die *IAU* 1985 einführte (Marsden, 1986). Die Helligkeit eines Kleinplaneten wird in diesem System durch seine absolute Helligkeit H und den Gradienten-Parameter G der Phasenkurve festgelegt. Mit diesen beiden Größen lassen sich lediglich Helligkeitsunterschiede aufgrund verschiedener Beleuchtungsphasen durch die Sonne, nicht aber durch die Rotation eines asphärischen Körpers induzierte Helligkeitsschwankungen berücksichtigen. Abweichend von der Standarddefinition für die absolute Helligkeit, ist hier H definiert als (hypothetische) Helligkeit des Kleinplaneten im V-Band bei einem Phasenwinkel von 0° sowie einer Entfernung der Sonne und der Erde vom Objekt von jeweils einer astronomischen Einheit. Der Phasenwinkel ist hierbei definiert als Winkel Sonne-Asteroid-Beobachter. Die Skalierung des Parameters G wurde so gewählt, dass für steile Phasenkurven (Asteroiden mit gering reflektierender Oberfläche, d.h. niedriger Albedo) $G \approx 0$ und für flache Phasenkurven (Asteroiden mit stark reflektierender Oberfläche, d.h. hoher Albedo) $G \approx 1$ gilt. Dennoch sind auch Werte außerhalb dieses Bereiches formal zulässig. Zahlenwerte für H und G sind i. Allg. in den Datenbanken für die Bahnelemente von Kleinplaneten vorhanden. Allerdings muss eingeräumt werden, dass G bisher nur für ca. 120 Kleinplaneten tatsächlich bestimmt wurde. Daraus konnte abgeleitet werden, dass von Asteroiden etwa der Bereich von $0.0 \leq G \leq 0.5$ überspannt wird. Das Häufigkeitsmaximum liegt jedoch bei $G \approx 0.15$. Deshalb wird allen Kleinplaneten der *ASTORB*-Datenbank, deren Gradient-Parameter nicht oder nur unzureichend bestimmt wurde, $G = 0.15$ zugewiesen. In gleicher Weise wird auch mit den am *MPC* veröffentlichten Daten verfahren.

Näherungsweise lässt sich die scheinbare Helligkeit \tilde{h}_A eines Kleinplaneten in Abhängigkeit vom Phasenwinkel β wie folgt bestimmen:

$$\tilde{h}_A(\beta) = H - 2.5 \lg [(1 - G) \Phi_1(\beta) + G \Phi_2(\beta)]. \quad (3.12)$$

$\Phi_1(\beta)$ und $\Phi_2(\beta)$ werden als Phasenfunktionen bezeichnet. Zur Berechnung wird sowohl der Richtungsvektor (Einheitsvektor) vom Beobachter $O_A(t_O)$ als auch der von der Sonne zum Asteroiden $H_A(t_O - \tau)$ benötigt. Zu beachten ist, dass hier die Sonnenkoordinaten zum Zeitpunkt $t_O - \tau$ der Reflexion am Kleinplaneten eingesetzt werden müssen. $O_A(t_O)$ wurde bereits in Gl. 3.10 bestimmt. Analog wird $H_A(t_O - \tau)$ über

$$H_A(t_O - \tau) = \frac{B_A(t_O - \tau) - B_H(t_O - \tau)}{|B_A(t_O - \tau) - B_H(t_O - \tau)|} \quad (3.13)$$

ermittelt. Der Phasenwinkel ist nun gegeben durch

$$\beta = \arccos (H_A(t_O - \tau) \cdot O_A(t_O)). \quad (3.14)$$

Die Phasenfunktionen sind in Abhängigkeit vom Phasenwinkel gegeben über

$$\Phi_i(\beta) = W \Phi_{iS} + (1 - W) \Phi_{iL}; \quad i = 1, 2 \quad (3.15)$$

⁹Auch als (H, G) -Magnitudensystem bezeichnet

Tabelle 3.1: Hierarchie der Einstellmöglichkeiten von Parametern in *MpCCD*.

Priorität	Ort der Eingabe	Primäre Nutzung
1 (höchste)	Aufnahmedatei	Aufnahmeparameter
2	Aufnahmespezifische Textdatei	Aufnahmeparameter
3	Kommandozeile	Dynamische Ablaufparameter
4 (niedrigste)	Programmspezifische Textdatei	System- und statische Ablaufparameter

mit den Hilfsgrößen

$$\begin{aligned}
W &= \exp\left(-90.56 \tan^2 \frac{1}{2}\beta\right), \\
\Phi_{iS} &= 1 - \frac{C_i \sin \beta}{0.119 + 1.341 \sin \beta - 0.754 \sin^2 \beta} \quad \text{und} \\
\Phi_{iL} &= \exp\left(-A_i \tan^{B_i} \frac{1}{2}\beta\right)
\end{aligned} \tag{3.16}$$

sowie den Konstanten

$$\begin{aligned}
A_1 &= 3.332, & A_2 &= 1.862, \\
B_1 &= 0.631, & B_2 &= 1.218, \\
C_1 &= 0.986, & C_2 &= 0.238.
\end{aligned} \tag{3.17}$$

Wie für die Näherungsposition, wurde auch für die berechnete Helligkeit ein Vergleich mit *JPL*-Werten angestellt. Unter Beibehaltung der bereits dargestellten Versuchsbedingungen wurden für die Helligkeit Unterschiede von $0.01\text{mag} \pm 0.01\text{mag}$ festgestellt, was für den angestrebten Zweck mehr als ausreichend ist.

3.2.6 Hierarchische Optionseingabe

Der automatische Ablauf eines Programmes erfordert bereits vor Beginn die Festlegung aller nötigen Parameter. In *MpCCD* werden entsprechende Einstellungen entweder über die Kommandozeile, über sog. Initialisierungsdateien (INI-Dateien) oder durch die Verarbeitung von Zusatzinformationen aus der Aufnahme selbst vorgenommen. Die Parameter dienen der Beschreibung des Aufnahmesystems (z.B. Beobachtungsort), der Aufnahme (z.B. Aufnahmezeitpunkt), aber auch der Festlegung von zu verwendenden Algorithmen für die Auswertung (z.B. Positionsmessmethode). Bis auf die Aufnahme-Parameter sind die Einstellungen für ein bestimmtes System i. Allg. konstant, was das Weglassen eines GUI für Zwecke des Alternierens rechtfertigt.

Um der Teilung in system-, aufnahme- und ablaufspezifische Parameter Rechnung zu tragen, wurde eine vierstufige Hierarchie von Orten geschaffen, an denen Einstellungen definiert werden können (Tab. 3.1). Falls derselbe Parameter in verschiedenen Hierarchieebenen gesetzt wurde, tritt nur die Definition mit der höchsten Priorität in Kraft.

In Abschnitt 3.2.2 wurde bereits angedeutet, dass einige Dateiformate, die zur Speicherung astronomischer Aufnahmen eingesetzt werden, zusätzliche Informationen enthalten können. Da diese Werte direkt während der Beobachtung gewonnen werden, ist ihnen das höchste Vertrauen entgegen zu bringen, was sich in der höchsten Prioritätsstufe widerspiegelt.

Für Informationen zur Beobachtung, die nicht in der Aufnahmedatei abgelegt werden können, existiert die Möglichkeit der Spezifikation in einer separaten INI-Datei (Prioritätsstufe 2).

Das Konzept von *MpCCD* sieht vor, dass solche Dateien auch für ganze Aufnahmeserien eingesetzt werden können. Wenngleich diese Variante der Eingabe hauptsächlich für die Definition von Aufnahmeparametern vorgesehen ist, können, falls nötig, über sie auch spezielle Verarbeitungsoptionen für einzelne Bilder festgelegt werden.

Wichtigste Aufgabe der Kommandozeile ist die Entgegennahme der Dateinamen der zu verarbeitenden Aufnahmen. Aber auch über sie lassen sich Einstellungen des Programmes setzen (Prioritätsstufe 3). Allerdings dient diese Möglichkeit hauptsächlich Test- und Analysezwecken.

Die Mehrheit der Parameter wird in einer direkt dem Programm zugeordneten INI-Datei gesetzt. Sie stellt die Basis der Auswertung dar, in der sowohl Festlegungen zum Aufnahmesystem als auch zur Standard-Verarbeitungsmethode getroffen werden.

3.2.7 Meldungsausgabe

Das Konzept für die Ausgabe von Statusinformationen und Zwischenergebnissen in *MpCCD* sieht zum Einen eine hierarchische Steuerung des Informationsgehaltes und zum Anderen die Freiheit des Einsatzes beliebiger Sprachen vor. Ersteres stellt einen weiteren Aspekt der Automatisierung dar, während Letzteres dem Nutzer den Umgang mit dem Programm erleichtern soll.

Nahezu alle Bildschirmausgaben, die das Programm erzeugt, stammen aus einer Steuerdatei, welche diese im Klartext enthält. Zusätzlich ist dort jeder dieser Meldungen eine Kennung und eine Priorität zugeordnet. Soll eine Ausgabe erzeugt werden, so sucht das Programm zunächst innerhalb der Steuerdatei nach der Kennung. Wenn die Priorität der Meldung mindestens so hoch ist, wie die über die Programmkonfiguration eingestellte, so wird der im Klartext abgelegte Inhalt angezeigt. Die Formatierung von Parameterwerten erfolgt dabei im Stil von *C*. Die Anzahl der möglichen Prioritätsstufen und ihr Inhalt sind nicht festgelegt. Sie werden erst über die Steuerdatei definiert. Bewährt hat sich eine vierstufige Hierarchie aus

1. keinen Ausgaben (höchste Priorität),
2. Fehlermeldungen,
3. wichtigen Statusinformationen und
4. allen Zwischenergebnissen (niedrigste Priorität).

Die beschriebene Form der Generierung von Meldungen bietet die Möglichkeit, die Ausgaben an unterschiedliche Anforderungen anzupassen. Mit der Festlegung der Prioritäten und der Änderung von Formulierungen kann der Inhalt von Protokolldateien gesteuert werden, was zur Automatisierung beiträgt. Überdies ist durch Übersetzung der Klartext-Einträge in der Steuerdatei eine Anpassung an unterschiedliche Sprachen möglich.

Kapitel 4

Untersuchungen und Vergleiche

Im vorangegangenen Kapitel wurde die im Rahmen dieser Arbeit entwickelte Software *MpCCD* vorgestellt. Das nun folgende Kapitel beschäftigt sich mit empirischen Untersuchungen zur astrometrischen Qualität des Programmes und zur Einsatzfähigkeit des Sternkataloges *UCAC2* für die Korrektur von Farbrefraktionseffekten. Außerdem wird eine Reihe von Vergleichen mit anderen astrometrisch ausgerichteten Anwendungen vorgenommen.

4.1 Untersuchungen zur Messgenauigkeit

4.1.1 Datengrundlage

Für die empirische Untersuchung astrometrisch relevanter Aspekte kamen im Wesentlichen zwei Datensätze zum Einsatz, deren Eigenschaften hier kurz aufgeführt werden sollen.

Der erste stammt vom *Royal Observatory of Belgium* (ROB) und wurde freundlicherweise von T. Pauwels zur Verfügung gestellt. Er besteht aus 6 FITS-Aufnahmen derselben Szene, die zur Beobachtung von Asteroiden am Schmidt-Teleskop in Ukkel, nahe Brüssel, hergestellt wurden. Abb. 4.1a zeigt beispielhaft eine Aufnahme des Datensatzes. Die Auflösung von $0''.877$ je Pixel führt bei den gegebenen Dimensionen der CCD-Matrix zu einem Bildfeld von $45' \times 30'$. Der Zenitdistanzbereich der Aufnahmeserie variiert zwischen 56° und 53° . Im Vorfeld der Untersuchungen fand eine Korrektur der Aufnahmen mit Darkfield-Bildern statt. Flatfield-Korrekturen konnten nicht angebracht werden, weil die dazu erforderlichen Aufnahmen fehlten. In Abb. 4.1a ist der Flatfeldeinfluss deshalb noch als diagonal von links unten nach rechts oben zunehmende Helligkeit wahrnehmbar. Die Aufnahmen wurden ohne Filter erzeugt.

Abb. 4.1b repräsentiert eine Aufnahme des zweiten Datensatzes. Er wurde am *Lohrmann-Observatorium* (LO) in Dresden aufgenommen und umfasst 32 ST8-Aufnahmen¹ des offenen Sternhaufens NGC 6791. Mit einer Auflösung von $0''.669$ je Pixel hat das Bildfeld eine Größe von $11' \times 17'$. Die Aufnahmen überdecken einen Zenitdistanzbereich von 73° bis 27° . Jedes Bild wurde vor der Verwendung sowohl Darkfield- als auch Flatfield-korrigiert. Filter kamen bei der Beobachtung nicht zum Einsatz.

In Tab. 4.1 sind die wichtigsten Eigenschaften der beiden Aufnahmeserien zusammengefasst. Im folgenden Abschnitt werden als Referenz auf die Datensätze jeweils die Kürzel der Observatorien verwendet.

Als Referenzsternkatalog kam fast ausschließlich *UCAC2* zum Einsatz, da er mit ca. 48 Millionen Einträgen im Helligkeitsbereich von 7.5mag bis 16mag über eine ausreichende Sterndichte verfügt und die astrometrische Genauigkeit besser als 70mas ist (Zacharias et al., 2003). Der dem

¹Das ST8-Format ist eine spezielle Dateistruktur des Herstellers (*SBIG*) der eingesetzten CCD-Kamera des Typs „ST8“.

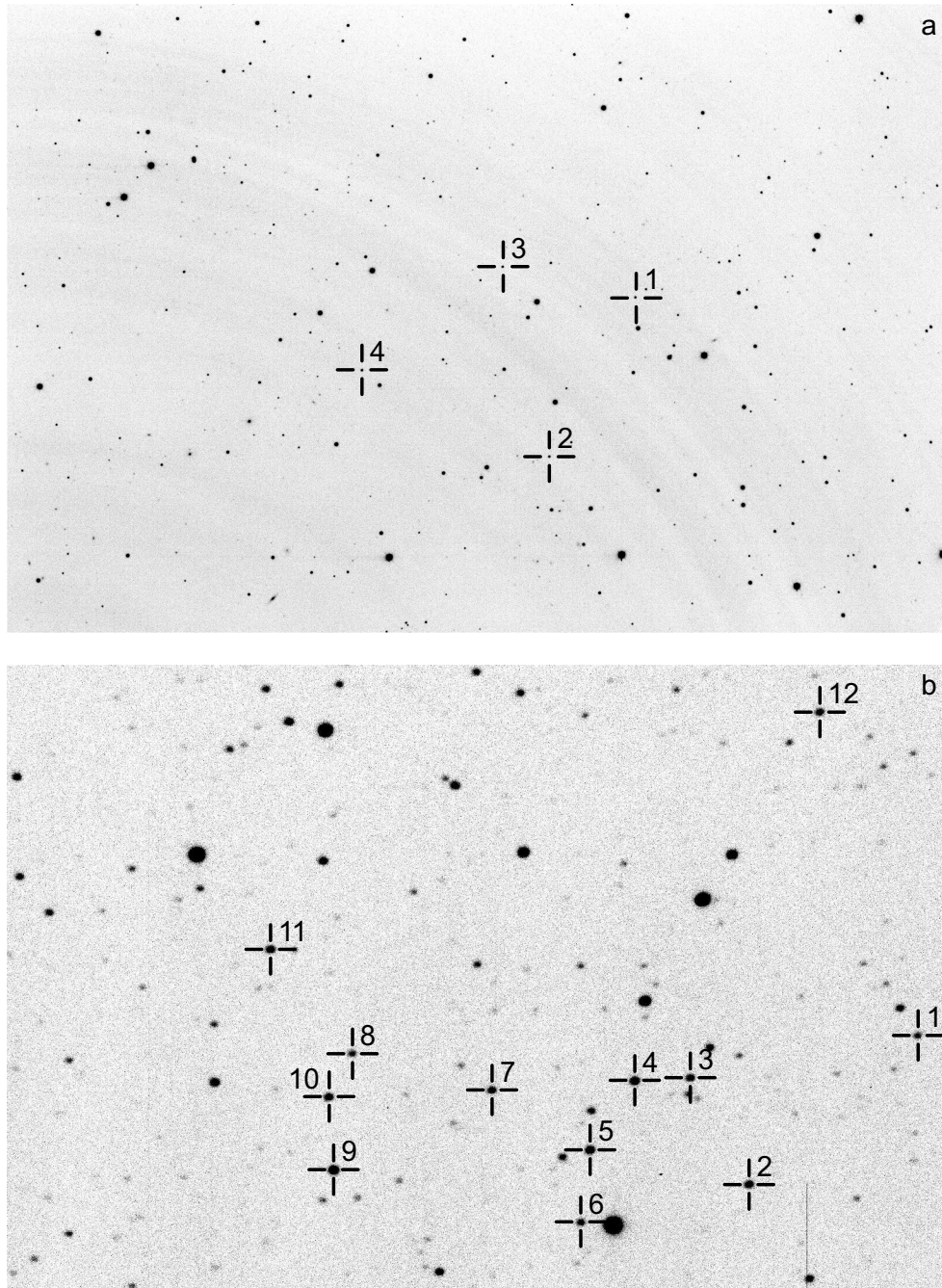


Abbildung 4.1: Beispielaufnahmen der Testdatensätze (invertierte Abbildung). Das obere Teilbild (a) zeigt eine Aufnahme des ROB-Datensatzes. Teilbild (b) steht stellvertretend für die Aufnahmen des LO-Datensatzes. Die in Abschnitt 4.1.2 deklarierten Zielsterne sind jeweils mit einem Fadenkreuz markiert.

Tabelle 4.1: Eigenschaften der Testdatensätze.

Bezeichnung	ROB	LO
Anzahl Aufnahmen	6	32
Aufnahmezentrum	$23^h57^m12^s +00^\circ54'00''$	$19^h21^m04^s +37^\circ27'00''$
Pixelanzahl	3072×2048	1530×1020
Pixelgröße	$9\mu\text{m} \times 9\mu\text{m}$	$9\mu\text{m} \times 9\mu\text{m}$
Effektive Brennweite	2116mm	2773mm
Teleskopöffnung	850mm	254mm
Belichtungszeit	300s	30s
Grenzgröße	$\approx 21\text{mag}$	$\approx 16\text{mag}$
Aufnahmedatum	08./09. Sep 1999	24./25. Apr 2001

Bildfeld der ROB-Aufnahmen entsprechende Katalogausschnitt enthält 106 potentielle² Referenzsterne, für die Aufnahmen des LO sind es sogar 154. Einschränkend für den LO-Datensatz wirkt die Tatsache, dass das Detektionslimit für Objekte etwas über der Grenzgröße des *UCAC2* von $\approx 16\text{mag}$ liegt. Deshalb sind dort nur rund 80 Sterne tatsächlich nutzbar.

Obwohl die Bildauflösung der LO-Aufnahmen etwas höher ist als die der ROB-Aufnahmen, besitzen Letztere eine höhere astrometrische Qualität, wie die folgenden Untersuchungen zeigen werden. Die Gründe für die geringeren erzielten Genauigkeiten des LO-Datensatzes sind hauptsächlich in ungenügender Nachführungsqualität des verwendeten Teleskops sowie mangelnder Stabilität des Beobachtungsstandortes auf einem Universitätsgebäude zu suchen.

4.1.2 Vorgehensweise

Zur Untersuchung der Wirkung verschiedener astrometrisch relevanter Parameter kam ein Verfahren zum Einsatz, bei dem die erreichten Positionsgenauigkeiten direkt bestimmt werden konnten.

In beiden Datensätzen wurden zunächst sog. „Zielsterne“ definiert. Es handelt sich dabei um Objekte, die im verwendeten Referenzsternkatalog vorhanden sind, deren äquatoriale Position somit verfügbar ist. In Abb. 4.1 sind diese Zielsterne jeweils durch Fadenkreuz und Nummerierung hervorgehoben. Die *UCAC2*-Nummern, Positionen und scheinbaren Helligkeiten können Tab. 4.2 und 4.3 entnommen werden.

Die Einträge für die Zielsterne wurden jeweils einzeln aus dem Katalog entfernt, so dass für den ROB-Datensatz 4 und für den LO-Datensatz 12 „neue“ Kataloge entstanden. Die Parameter für die Transformationsbeziehungen zwischen Bild- und Tangentialkoordinaten wurden dadurch bei der Auswertung der Aufnahmen ohne den jeweiligen Zielstern abgeleitet. Letztlich wurde seine äquatoriale Position so bestimmt, als wäre er ein Neupunkt.

Die Katalogposition kann nun mit der gemessenen Position des Zielsterns verglichen werden. Im Idealfall würden beide übereinstimmen, was jedoch selbst bei perfekter Messung schon allein aufgrund der zwar geringen, aber dennoch vorhandenen Unsicherheiten des Referenzsternkataloges nicht zu erwarten ist. Bei Einsatz des *UCAC2* können sich demnach allein aus diesem Grund Unterschiede von bis zu 70mas ergeben.

Zur Charakterisierung der Qualität astrometrischer Messungen fand eine Betrachtung der mittleren und maximalen Abstände von Katalog- und gemessenen Positionen aller Zielsterne auf allen Aufnahmen eines Datensatzes statt. Für den ROB-Datensatz flossen somit insgesamt 24 (6×4), für den LO-Datensatz 384 (32×12) Einzelmessungen in die Berechnung der Mittelwerte

²Aufgrund ungünstiger Abbildungen (z.B. Blooming-Effekte, Doppelsterne etc.) sind nicht immer alle Sterne tatsächlich als Referenzsterne geeignet.

Tabelle 4.2: Zielsterne des ROB-Datensatzes. Als Datenquelle für die Referenzwerte diente *UCAC2*.

Nr.	<i>UCAC2</i> -ID	Rekt. (ICRF)	Dekl. (ICRF)	Mag
1	2UCAC32133863	23 ^h 56 ^m 35 ^s .2871	+00°53'49"509	16.07
2	2UCAC32133874	23 ^h 56 ^m 51 ^s .3723	+00°46'12"215	15.14
3	2UCAC32133879	23 ^h 57 ^m 00 ^s .6293	+00°55'12"962	15.06
4	2UCAC32133893	23 ^h 57 ^m 27 ^s .2345	+00°50'13"460	15.05

Tabelle 4.3: Zielsterne des LO-Datensatzes. Als Datenquelle für die Referenzwerte diente *UCAC2*.

Nr.	<i>UCAC2</i> -ID	Rekt. (ICRF)	Dekl. (ICRF)	Mag
1	2UCAC44865496	19 ^h 20 ^m 25 ^s .7662	+37°26'00"338	13.24
2	2UCAC44865568	19 ^h 20 ^m 41 ^s .3770	+37°23'22"371	12.31
3	2UCAC44865591	19 ^h 20 ^m 46 ^s .5240	+37°25'19"289	12.61
4	2UCAC44865618	19 ^h 20 ^m 51 ^s .5971	+37°25'16"736	11.98
5	2UCAC44865636	19 ^h 20 ^m 55 ^s .7660	+37°24'02"712	12.07
6	2UCAC44865645	19 ^h 20 ^m 56 ^s .7476	+37°22'44"335	12.71
7	2UCAC44865685	19 ^h 21 ^m 04 ^s .6307	+37°25'09"415	12.91
8	2UCAC44865745	19 ^h 21 ^m 17 ^s .3124	+37°25'51"531	13.14
9	2UCAC44865755	19 ^h 21 ^m 19 ^s .1540	+37°23'45"609	11.58
10	2UCAC44865759	19 ^h 21 ^m 19 ^s .4997	+37°25'04"899	12.43
11	2UCAC44865789	19 ^h 21 ^m 24 ^s .5521	+37°27'46"182	13.58
12	2UCAC45033560	19 ^h 20 ^m 34 ^s .1271	+37°31'52"857	12.51

ein. Die größere Anzahl an Zielsternen für den LO-Datensatz war zur Gewinnung sicherer Mittelwerte erforderlich, weil aufgrund der oben beschriebenen qualitativen Mängel dieser Serie die Schwankungsbreite der Einzelmessungen teilweise relativ groß war.

Die Absolutwerte der mittleren Abstände vermitteln nun einen Eindruck von der Güte des gesamten Aufnahme- und Auswertungsprozesses. Relationen dieser Werte hingegen spiegeln nur die Unterschiede zwischen den Auswertekonfigurationen wider, weil die Datengrundlage dieselbe ist. Anhand der ebenfalls bestimmten maximalen Abstände lässt sich grob abschätzen, wie groß die Messfehler im Einzelfall werden können. Sie geben demnach Aufschluss über die Sicherheit der Ergebnisse.

In den maximalen Abständen würden sich allerdings auch systematische Fehler der dem Katalog entnommenen Eigenbewegungen niederschlagen. Bei einem Vergleich der Abstände für jeden einzelnen Zielstern in allen Aufnahmen wurde deshalb nach systematischen Abweichungen gesucht. Dabei war festzustellen, dass systematische Fehler in den Eigenbewegungen der Zielsterne beider Datensätze unterhalb des Signifikanzniveaus der Messungen liegen müssen, weil sich der Mittelwert der Abstände einzelner Sterne stets im Bereich des Mittelwertes der Abstände aller Sterne bewegte.

4.1.3 Variation der Positionsmessmethode

In Abschnitt 2.3 wurden verschiedene Modelle für PÜF vorgestellt, von denen nun drei näher untersucht werden sollen: das radialsymmetrische Gauß-Modell, das radialsymmetrische verallgemeinerte Lorentz-Modell sowie das empirische radialsymmetrische Modell. Die für das empirische Modell notwendige näherungsweise Bestimmung der Abbildungszentren wurde über Messungen mit dem Gauß-Modell realisiert. Für Vergleichszwecke sind außerdem die Lichtschwerpunkte (LSP) nach Gl. 2.7 interessant, weil sie in vielen anderen astrometrischen Anwen-

Tabelle 4.4: Ergebnisse der Variation der Positionsmessmethode für den ROB-Datensatz. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

Testnummer	1	2	3	4
Positionsmessung	LSP	Gauß	Lorentz	Empirisch
Maximaler Abstand	0.119	0.097	0.168	0.098
Mittlerer Abstand	0.069	0.063	0.085	0.062

Tabelle 4.5: Ergebnisse der Variation der Positionsmessmethode für den LO-Datensatz. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

Testnummer	1	2	3	4
Positionsmessung	LSP	Gauß	Lorentz	Empirisch
Maximaler Abstand	0.990	0.967	0.978	0.933
Mittlerer Abstand	0.310	0.201	0.322	0.198

dungen zur Positionsbestimmung eingesetzt werden. Bei dem Test wurde für beide Datensätze die Affintransformation zur Überführung von Bild- in Tangentialkoordinaten eingesetzt. Eine Untersuchung der verschiedenen Transformationsmodelle erfolgt separat in Abschnitt 4.1.4.

Tab. 4.4 zeigt die Ergebnisse für den ROB-Datensatz. Abgesehen vom Lorentz-Modell scheinen die verschiedenen Messmethoden für diese Aufnahmen etwa gleich gut zu funktionieren. Sogar die einfache Lichtschwerpunktmessung zeigt akzeptable Ergebnisse. Dieser Umstand kann als Indiz für eine hohe Qualität der Sternabbildungen gewertet werden, weil schon leichte Abweichungen von einer symmetrischen Abbildung — wenn sich das Pixel mit dem höchsten Grauwert abseits des Zentrums befindet — zu signifikanten Verschlechterungen bei der Lichtschwerpunktbestimmung führen würden.

Für den LO-Datensatz (Tab. 4.5) bietet sich ein differenzierteres Bild. Die geringere Abbildungsqualität führt bei Verwendung der Lichtschwerpunktmethode aus den genannten Gründen zu schlechteren Ergebnissen als bei Gauß-Modell und empirischem Modell.

Für beide Datensätze sind die Ergebnisse aus der Nutzung des relativ aufwändigen Lorentz-Modells (jeweils Testnummer 3) ernüchternd. Eine weiterführende Untersuchung dieses Modells zeigte, dass die Ausgleichung der Parameter k_1 und k_2 (siehe Gl. 2.20) sehr stark von deren Näherungswerten abhängt, die ihrerseits aufgrund der komplexen Wirkungsweise der Parameter nicht leicht zu finden sind.

Das empirische Modell führte gegenüber dem Gauß-Modell für den LO-Datensatz zu etwas geringeren maximalen Positionsabweichungen. Deshalb wurde Ersteres bei allen weiteren Untersuchungen eingesetzt.

4.1.4 Einsatz verschiedener Transformationsmodelle

Zur Untersuchung der Positionsmessmethoden im vorangegangenen Abschnitt kam für beide Testdatensätze das affine Transformationsmodell zum Einsatz, um Bild- in Tangentialkoordinaten zu überführen. In Abschnitt 2.6 sind vier weitere Transformationsmodelle angegeben, die nun zum Vergleich hinzugezogen werden sollen.

Die Resultate der vergleichenden Auswertungen sind in Tab. 4.6 für den ROB-Datensatz bzw. in Tab. 4.7 für den LO-Datensatz gegeben. Nach den Ausführungen in Abschnitt 2.6 war zu erwarten, dass die Helmert-Transformation nur in Ausnahmefällen in der Lage sein wird, die Beziehungen zwischen Bild- und Tangentialkoordinatensystem umfassend zu beschreiben. Diese

Tabelle 4.6: Vergleich verschiedener Transformationsmodelle für den ROB-Datensatz. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

Testnummer	1	2	3	4	5
Transform. Modell	Helmert	Affin	Bilinear	8-Param.	12-Param.
Maximaler Abstand	0.115	0.098	0.098	0.106	0.112
Mittlerer Abstand	0.085	0.062	0.061	0.068	0.066

Tabelle 4.7: Vergleich verschiedener Transformationsmodelle für den LO-Datensatz. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

Testnummer	1	2	3	4	5
Transform. Modell	Helmert	Affin	Bilinear	8-Param.	12-Param.
Maximaler Abstand	1.133	0.933	0.941	0.933	1.142
Mittlerer Abstand	0.265	0.198	0.199	0.206	0.216

Erwartung wird durch die Ergebnisse bestätigt, schneidet sie doch bei beiden Testdatensätzen mit den jeweils schlechtesten Werten ab. Affin- und Bilineartransformation sind sich bei beiden Tests ebenbürtig. Das spricht dafür, dass die Koeffizienten der gemischt-quadratischen Glieder der Bilineartransformation (k_7 und k_8 in Gl. 2.104) keinen nennenswerten Einfluss auf die Transformation bei diesen beiden Aufnahmeserien ausüben. Die mögliche Korrektur der Bildneigung durch die 8-Parameter-Transformation bringt weder beim ROB- noch beim LO-Datensatz Vorteile gegenüber der Affintransformation. Die Normale der CCD-Matrix scheint für beide Datensätze sehr nahe der Richtung zum Tangentialpunkt zu verlaufen. Die geringfügig höheren maximalen Differenzen für die 12-Parameter-Transformation gegenüber der Affintransformation haben ihre Ursache in der um die Hälfte unsichereren Bestimmung der Plattenkonstanten. Damit können zufällige Positionsfehler der Referenzsterne die Koeffizienten in stärkerem Maße beeinflussen, was sich dann systematisch auf die gemessenen Positionen der Neupunkte auswirkt.

Insgesamt bleibt festzuhalten, dass für beide Datensätze die Affintransformation jeweils die besten Resultate erbrachte. Die entsprechenden Werte werden später in Abschnitt 4.2.11 als Vergleichswerte für das Programm *MpCCD* verwendet.

4.1.5 Berücksichtigung der differentiellen chromatischen Refraktion

In Abschnitt 2.4.2 wurde dargestellt, wie sich Einflüsse der differentiellen chromatischen Refraktion (DCR) behelfsweise durch die Verwendung von Farbindizes korrigieren lassen. Langhans et al. (2003) konnten zeigen, dass durch den Einsatz von Farbindizes des Sternkataloges *Tycho-2* eine Steigerung der Lagegenauigkeit von 15% bei einer Zenitdistanz von 65° erreicht werden kann. Allerdings schränkt der geringe Umfang dieses Sternkataloges die Einsatzmöglichkeiten des Verfahrens für die CCD-Astrometrie stark ein. Nun soll untersucht werden, ob und inwieweit sich der weitaus umfangreichere Katalog *UCAC2* für Zwecke der Korrektur der DCR eignet.

Vorgehensweise

UCAC2 enthält neben instrumentellen scheinbaren Helligkeiten, die auf dem Passband des zur Herstellung verwendeten Aufnahmesystems beruhen, auch die scheinbaren Helligkeiten aus dem

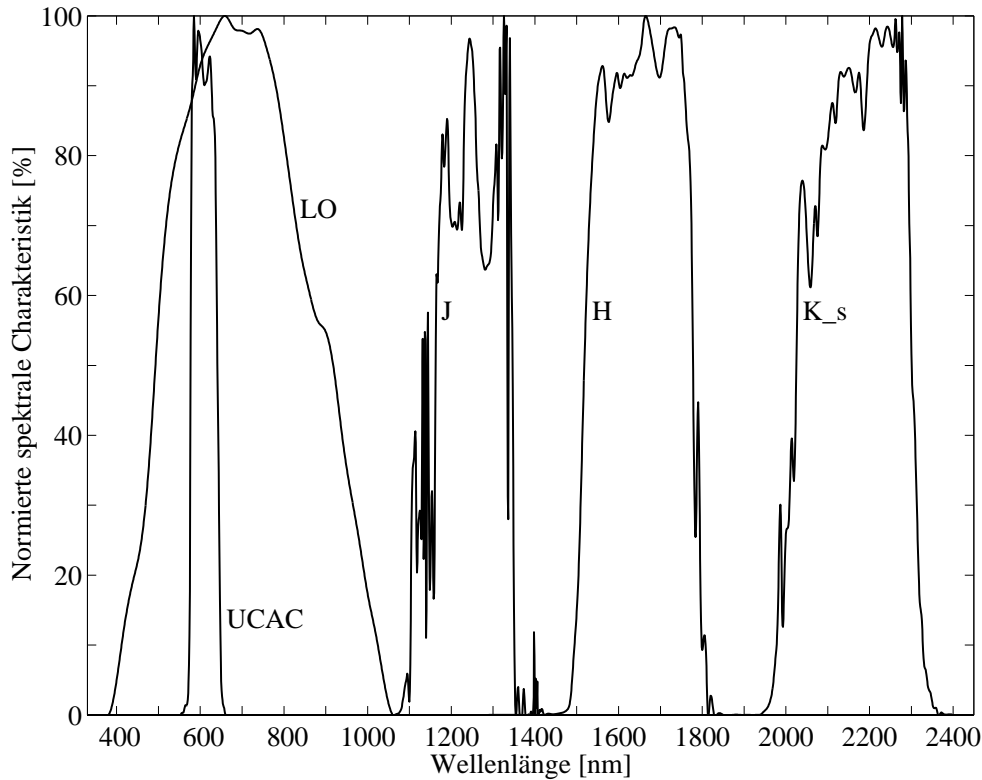


Abbildung 4.2: Passbänder von *UCAC*, *2MASS* und Lohrmann-Observatorium. Die Darstellung zeigt die spektralen Charakteristika der Aufnahmesysteme des *UCAC*, der *2MASS* (*J*, *H*, *K_s*) und des Lohrmann-Observatoriums, jeweils normiert auf Maximum 100%.

2MASS-Projekt, einer Vermessung von Sternen in den drei infraroten Spektralbändern *J*, *H* und *K_s*. Mit einer zulässigen Positionsdivergenz von maximal $2''$ versuchten die Entwickler des Kataloges, jedem Stern des *UCAC2* einen entsprechenden Eintrag des *2MASS*-Kataloges zuzuordnen, was in 99.5% aller Fälle gelang (Zacharias et al., 2003).

Auf der Grundlage der vier verfügbaren Angaben zu scheinbaren Helligkeiten in verschiedenen Spektralbereichen sind 6 Farbindizes denkbar: (*UCAC* – *J*), (*UCAC* – *H*), (*UCAC* – *K_s*), (*J* – *H*), (*J* – *K_s*) und (*H* – *K_s*).

Wie bereits in Abschnitt 2.4.2 ausgeführt wurde, sind für die Berechnung der DCR über diese Variante Informationen zum Transmissionsverhalten der optischen Teile sowie zur Quanteneffizienz der Detektoren nötig, aus deren Messungen die im Katalog enthaltenen Helligkeitswerte abgeleitet sind. Über private Kommunikation mit den Entwicklern des *UCAC* sowie des *2MASS* konnten entsprechende spektrale Systemcharakteristika erhalten werden (Abb. 4.2). Darüber hinaus muss diese Information auch für das Aufnahmesystem zur Verfügung stehen, mit dem die zu korrigierenden Bilder erzeugt wurden. Für das LO-Aufnahmesystem war das der Fall.

Der bereits in Abschnitt 4.1.1 beschriebene LO-Datensatz überdeckt einen großen Zenitdistanzbereich und eignet sich deshalb besonders für die Untersuchung der DCR, die von diesem Parameter abhängig ist. Für den ROB-Datensatz fehlten zum Einen die nötigen spektralen Charakteristika des Aufnahmesystems. Zum Anderen schien der geringe überdeckte Zenitdistanzbereich wenig geeignet, generelle Aussagen über die Anwendbarkeit des Verfahrens zu treffen. Deshalb wurde auf eine Betrachtung des ROB-Datensatzes in diesem Zusammenhang verzichtet.

Weiterhin ist eine Bibliothek spektraler Energieverteilungen erforderlich, die den gesamten Spektralbereich der o.a. Passbänder abdeckt, im vorliegenden Fall also $400\text{nm} < \lambda < 2400\text{nm}$ (λ repräsentiert hier erneut die Lichtwellenlänge). Die empirische Bibliothek von Pickles (1998) bietet insgesamt 131 Spektren, davon etwa die Hälfte im Bereich von 115nm bis 2500nm. Sie

entstand aus der Kombination verschiedener anderer empirischer Bibliotheken, die jeweils einen schmalen Wellenlängenbereich abdeckten.

Wie in Abschnitt 2.4.2 beschrieben, wurden nun für die spektralen Energieverteilungen der Bibliothek unter Verwendung der spektralen Charakteristika der Aufnahmesysteme (*UCAC*, *J*, *H*, *K_s*) alle 6 synthetischen Farbindices berechnet und den jeweiligen Spektraltypen gegenübergestellt (Abb. 4.3). Ziel dessen ist es, den Spektraltypen eindeutig Farbindices zuzuordnen, um später aus den Farbindices rückwirkend auf den Spektraltyp schließen zu können. Farbindices hängen prinzipiell nicht nur vom Spektraltyp, sondern auch von der Leuchtkraftklasse eines Sterns ab (vgl. Abb. 2.17). Aus dem *UCAC2* kann jedoch nur der Farbindex extrahiert werden. Die Leuchtkraftklasse eines solchen Katalogsterns ist prinzipiell nicht bekannt. Deshalb wird für alle Sterne auf die häufigste Klasse V (Hauptreihensterne) zurückgegriffen. Farbindices sind außerdem abhängig von der Durchlasscharakteristik interstellarer Materie, die sich im Farbezess äußert. Das aufgenommene Gebiet, NGC 6791, war Bestandteil einer Untersuchung von fotometrischen Standardsternen des Vilnius-Systems. Černis et al. (1997) stellten fest, dass ein Farbezess E_{B-V} dort nicht vorhanden ist ($E_{B-V} = 0$).

Abb. 4.3 zeigt die ermittelten Abhängigkeiten der 6 Farbindices des *UCAC2* vom Spektraltyp. Für die drei Indizes, welche die Helligkeit des *UCAC*-Passbandes einbeziehen, ist eine deutliche Abhängigkeit erkennbar, während die übrigen drei weniger sichere Zuordnungen erwarten lassen.

Unter Nutzung der Beziehungen zwischen Spektraltyp und jeweiligem Farbindex wurden für alle Referenzsterne des LO-Datensatzes Spektraltypen festgelegt. Zusammen mit der ebenfalls bekannten Zenitdistanz des Sterns und den spektralen Eigenschaften des LO-Aufnahmesystems konnte jetzt die Farbrefraktion berechnet und an die scheinbaren Sternörter angebracht werden. Bei der Zuordnung trat häufig der Fall ein, dass ein Farbindex zwischen zwei in der Bibliothek verfügbare Spektraltypen fiel. Dann wurde die Refraktion für beide spektrale Energieverteilungen berechnet und linear interpoliert.

Ausgehend von den neu berechneten, refraktions-beeinflussten Äquatorialkoordinaten fand anschließend eine Ausgleichung der Plattenkonstanten der Affintransformation zwischen Bild- und Tangentialkoordinaten statt.

Als Maß für den Genauigkeitsgewinn aus der Berücksichtigung der DCR gegenüber den Verhältnissen bei Verzicht auf eine Korrektur derselben kommt ein Vergleich der Verbesserungen der Referenzsterne in Betracht. Falls das Vorgehen erfolgreich war, sollte sich das in kleineren Verbesserungen niederschlagen. Der mittlere Gewichtseinheitsfehler m_0 , der im Zuge der Fehlerrechnung für die Transformation bestimmt wird, enthält die Summe der quadrierten Verbesserungen (Gl. 2.118) und spiegelt somit die Passgenauigkeit der gemessenen zu den Referenzkoordinaten wider.

Aus dem Verhältnis der mittleren Gewichtseinheitsfehler einer Aufnahme für den Fall, dass die DCR korrigiert wurde ($m_{0,DCR}$) und für den Fall, dass dies nicht geschah ($m_{0,NO}$), kann auf eine Verbesserung bzw. Verschlechterung der Passgenauigkeit geschlossen werden. Konkret wurde für jedes Bild die Relation

$$\chi = 1 - \frac{m_{0,DCR}}{m_{0,NO}} \quad (4.1)$$

bestimmt. Die Größe χ spiegelt damit die prozentuale Verbesserung ($\chi > 0$) bzw. Verschlechterung ($\chi < 0$) der Passgenauigkeit wider. Die Einzelbetrachtung jeder Aufnahme sorgt dafür, dass χ weniger empfindlich auf die vorhandenen Variationen der Bildqualität innerhalb des LO-Datensatzes reagiert. An Stelle von $m_{0,NO}$ für den unkorrigierten Fall könnte auch der mittlere Gewichtseinheitsfehler aus der Verwendung eines einheitlichen Typs für alle Sterne, wie z.B. K0 in Stone (1996), verwendet werden. Allerdings ergab ein entsprechender Test erwartungsgemäß keine signifikanten Unterschiede zu dem Fall ohne jegliche Korrekturen, weil die induzierten Maßstabsänderungen nahezu vollständig von den Plattenkonstanten der Transformation absorbiert werden.

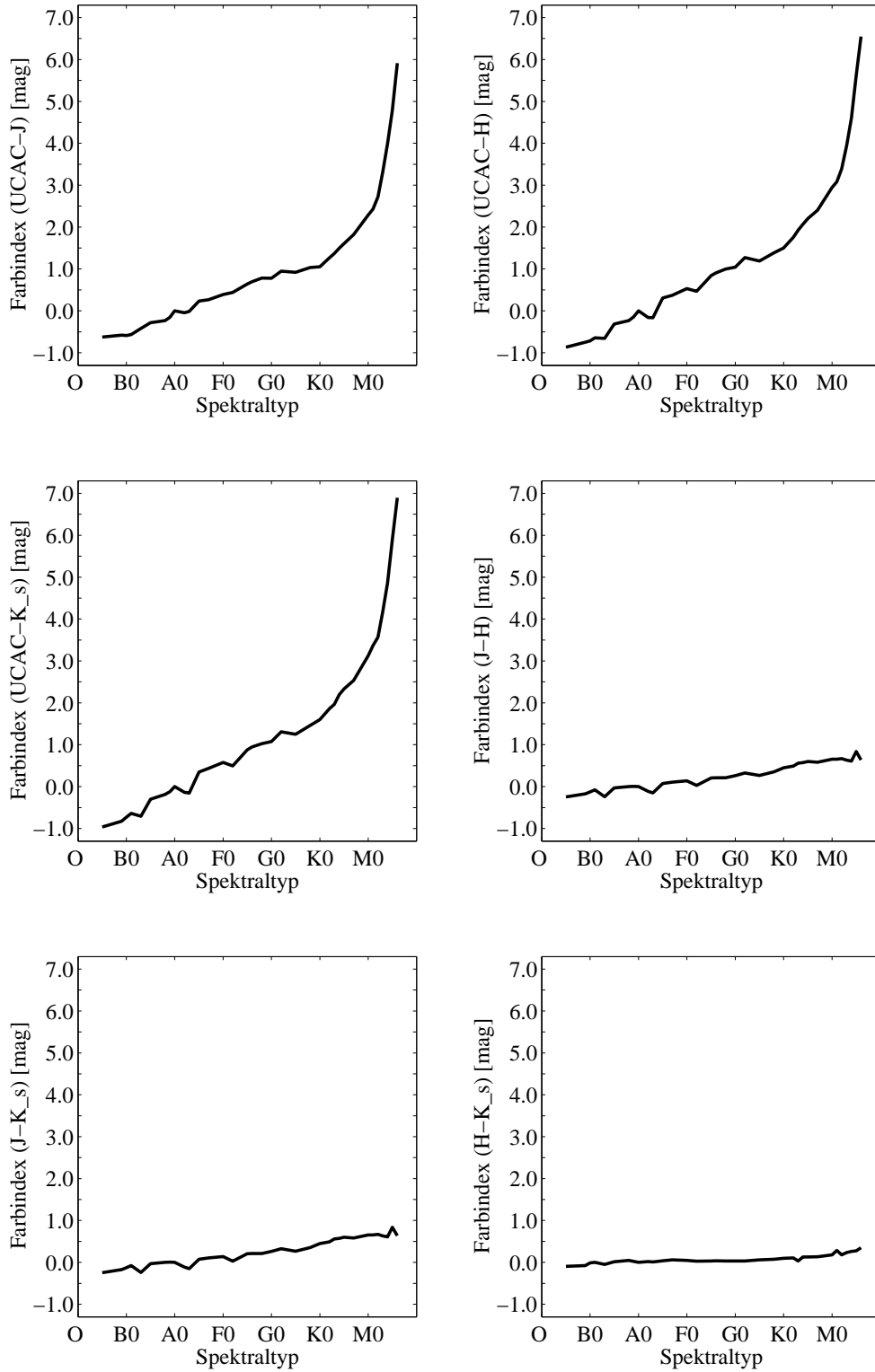


Abbildung 4.3: Synthetische Farbindices aus *UCAC2*-Helligkeitsangaben. Grundlage der Darstellung sind die spektralen Energieverteilungen der Leuchtkraftklasse V aus der Bibliothek von Pickles (1998). Die Berechnung erfolgte für alle möglichen Kombinationen der Helligkeitsangaben des *UCAC2*, welche auch Werte aus dem *2MASS* Projekt einschließen. Der Farbexzess wurde gleich 0 gesetzt.

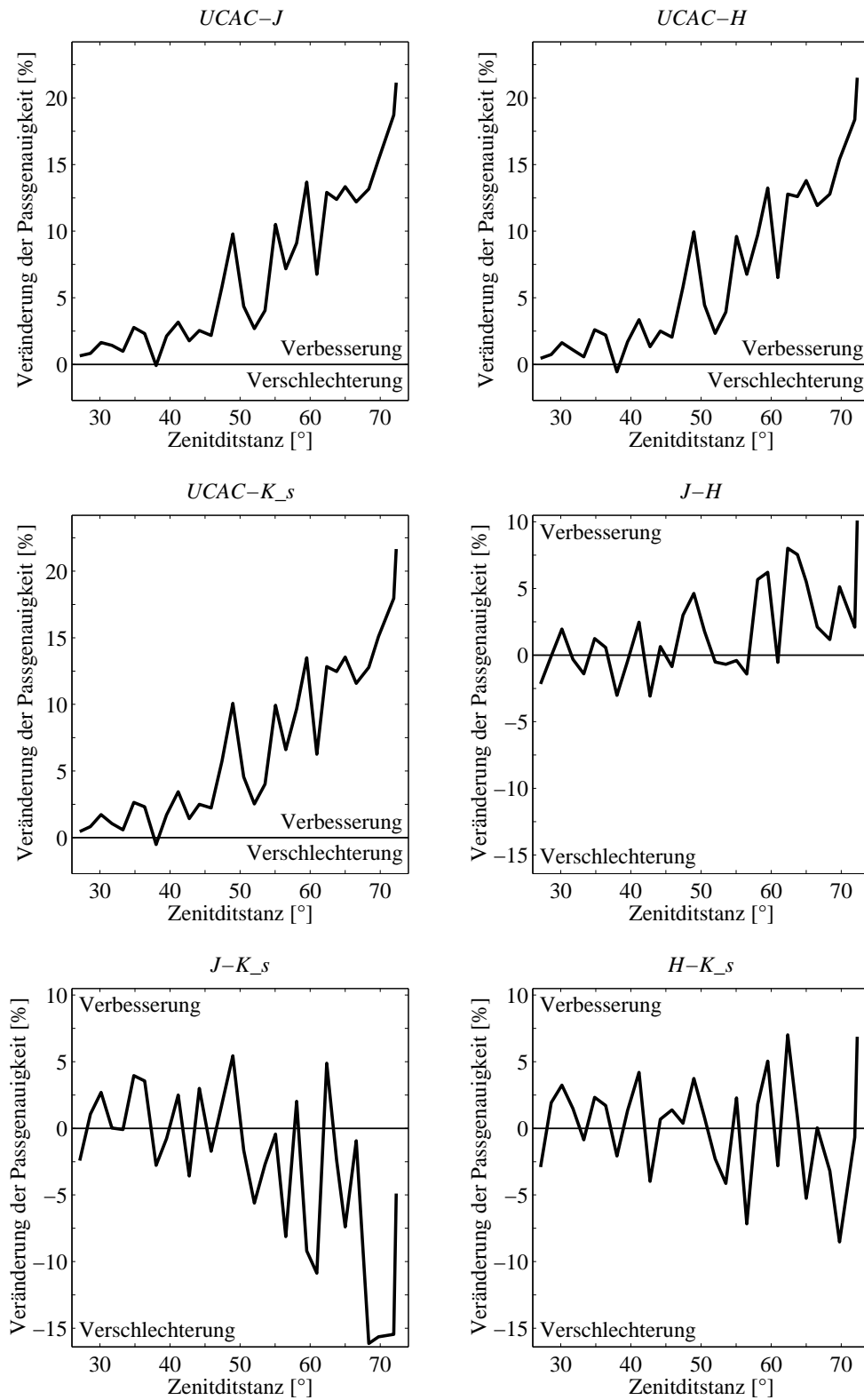


Abbildung 4.4: Veränderung der Passgenauigkeiten bei Farbrefraktionskorrektur mit *UCAC2*. Die Darstellung zeigt jeweils den Quotienten aus der Passgenauigkeit nach zu der vor der Korrektur der chromatischen Refraktion mit Hilfe der möglichen Farbindizes des *UCAC2*.

Abb. 4.4 zeigt χ in Abhängigkeit von der Zenitdistanz der Aufnahmerichtung. Für die Farbindices, die das *UCAC*-Passband einschließen, deckt sich das Ergebnis mit den Untersuchungen in Langhans et al. (2003). Es ist auch hier ein Gewinn an Passgenauigkeit von ca. 15% bei einer Zenitdistanz von 65° zu verzeichnen. Die Schwankungen in den Kurven sind eine Folge der Einbeziehung unterschiedlicher Referenzsterne in die Transformation, da das Ausmaß des Gewinns an Passgenauigkeit durch die DCR-Korrektur von der Unterschiedlichkeit der Farbindices der einbezogenen Referenzsterne abhängt. Die variierende Referenzstern-Konfiguration ergab sich als Folge dessen, dass nicht auf allen Aufnahmen erfolgreich die Position aller Objekte bestimmt werden konnte.

Die unsicheren Zuordnungen zwischen Farbindices und Spektraltypen sorgen in den drei Fällen, an denen ausschließlich die *2MASS*-Helligkeiten beteiligt sind, nicht für Verbesserungen, sondern wirken sich eher negativ aus. Damit ist eine Verwendung dieser Indizes für Zwecke der DCR-Korrektur ausgeschlossen.

Zusammenfassend bleibt festzuhalten, dass eine Korrektur der DCR anhand der im Sternkatalog *UCAC2* aufgeführten scheinbaren Helligkeiten eines Sterns vorgenommen werden kann. Diese Korrektur führt fast immer zu höheren Passgenauigkeiten. Größere Vorteile sind jedoch erst bei Zenitdistanzen $z > 45^\circ$ erkennbar. Höhere Passgenauigkeiten bedeuten auch in gleichem Maße höhere Lagegenauigkeiten der Zielobjekte, weil der mittlere Gewichtseinheitsfehler sich proportional zum Positionsfehler verhält (siehe Abschnitt 2.6).

4.1.6 Verfolgung eines Kleinplaneten

Beispielhaft sollen nun die mit *MpCCD* vollautomatisch gewonnenen Ergebnisse aus der Auswertung der Verfolgung eines Kleinplaneten über einen längeren Zeitraum skizziert werden. Bewusst wurde als Zielobjekt einer der helleren Asteroiden ausgewählt, weil deren Bahnen aufgrund häufiger Beobachtungen bereits sehr genau bestimmt sind und damit gute Vergleichsmöglichkeiten zwischen gemessenen und berechneten Positionen bestehen.

Datensatz

Als Grundlage standen 57 Aufnahmen des Kleinplaneten (2) Pallas aus dem Zeitraum vom 11.05.1997 bis 18.11.1998 zur Verfügung, die am Lohrmann-Observatorium Dresden aufgenommen wurden. Die Qualität variiert aufgrund der schon in Abschnitt 4.1.1 beschriebenen Umstände stark. Hinzu kommt, dass zu Beginn des Beobachtungszeitraumes das CCD-Aufnahmesystem neu installiert wurde und die unterschiedlich erfahrenen Beobachter insbesondere zu Beginn Probleme mit der relativ schwierig zu handhabenden Fokussierung hatten. Gelegentlich sind auf den Aufnahmen aufgrund ungünstiger Beobachtungsrichtungen auch sehr wenige Referenzobjekte verfügbar, so dass sich nur eine geringfügige Überbestimmung der Plattenkonstanten ergibt.

Abb. 4.5 stellt den beobachteten Bahnbogen von (2) Pallas in Rektaszension und Deklination dar. Die Datengrundlage für die Kurven bilden Ephemeriden des *JPL*. Die beobachteten Positionen sind jeweils mit Kreisen markiert.

Bearbeitung und Ergebnisse

Aufgrund der Erfahrungen aus den Abschnitten 4.1.3 und 4.1.4 kamen für die Auswertung der Aufnahmen das empirische PÜF-Modell sowie die Affintransformation zum Einsatz. Alle Aufnahmen wurden zuvor jeweils mit einem passenden Darkfield-Korrekturbild bearbeitet. Flatfield-Korrekturen waren nicht möglich, da entsprechende Aufnahmen fehlten.

Zur Untersuchung der erreichten Positionsgenauigkeiten wurden die gemessenen Koordina-

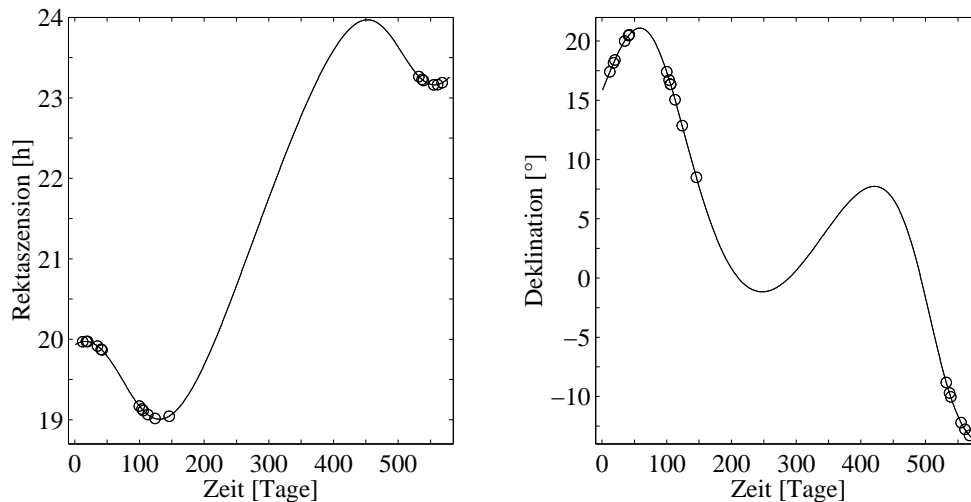


Abbildung 4.5: Beobachteter Bahnbogen des Kleinplaneten (2) Pallas. Die ausgezogenen Linien stellen den Bahnbogen in Rektaszension bzw. Deklination dar (Datenquelle: *JPL*), während die Kreise jeweils die beobachteten Koordinaten markieren. Tag 0 auf der Abszisse entspricht dem 11.05.1997.

ten den Ephemeriden des *JPL* gegenübergestellt. Die Positionsabweichungen $(O-C)^3$ aller Beobachtungen zeigt Abb. 4.6. In dieser Darstellung wurde aus Gründen der Übersichtlichkeit auf eine zeitbezogene Skalierung der Abszisse verzichtet. Dennoch sind die Beobachtungen chronologisch abgetragen.

Von Ausreißern abgesehen, bewegen sich die Unterschiede im Bereich bis zu einer halben Bogensekunde. Die steigende Qualität der Aufnahmen mit wachsender Erfahrung der Beobachter hinsichtlich der Handhabung des Systems wird hier eindrucksvoll durch einen deutlichen Trend hin zu höheren Positionsgenauigkeiten belegt. Zum Ende des Beobachtungszeitraumes liegen die Positionsgenauigkeiten um $0''.15$, was etwa den in Abschnitt 4.1.4 erreichten Werten entspricht.

4.2 Vergleich astrometrischer Software

Das *Minor Planet Center* empfiehlt auf seiner Internetseite eine Reihe von Programmen⁴, mit denen die Auswertung der Beobachtungen von Kleinplaneten vorgenommen werden kann (MPC, 2004). Der folgende Abschnitt beschäftigt sich mit Untersuchungen zur Astrometrie und Handhabung all dieser Programme, sofern sie im Rahmen dieser Arbeit zur Verfügung standen. Zusätzlich zu den durch das *MPC* spezifizierten Softwarepaketen wurde das Programm *SExtractor* untersucht. Obwohl es nicht ohne zusätzlichen Aufwand für die Auswertung von Asteroidenbeobachtungen eingesetzt werden kann — es fehlen einige dafür notwendige Routinen — ist ein Vergleich an dieser Stelle interessant, denn es gilt derzeit als Referenz-Software im Bereich der CCD-Astrometrie. Als Ergebnis der Untersuchungen wird ein Vergleich der jeweils erreichten Genauigkeiten mit *MpCCD* angestrebt.

Tab. A.1 fasst die Eigenschaften der Programme in kompakter Form zusammen. Für die nicht verfügbaren Programme *CAAWin*, *Canopus* und *Prism* basiert der Inhalt der Tabelle einzig auf den zum Teil verfügbaren Dokumentationen bzw. auf Informationen aus dem Internet und wird nicht durch Erfahrungen des Autors gestützt. Die Angaben sind aus Gründen der Vollständigkeit gegeben.

³(O-C) ist gebräuchlich als Abkürzung für die Differenz aus beobachteten und berechneten Werten. Englisch: Observed-Calculated.

⁴Das auf der *MPC*-Internetseite mit „*CCD Astrometry*“ bezeichnete Programm von J. Rogers heißt jetzt „*CAAWin*“.

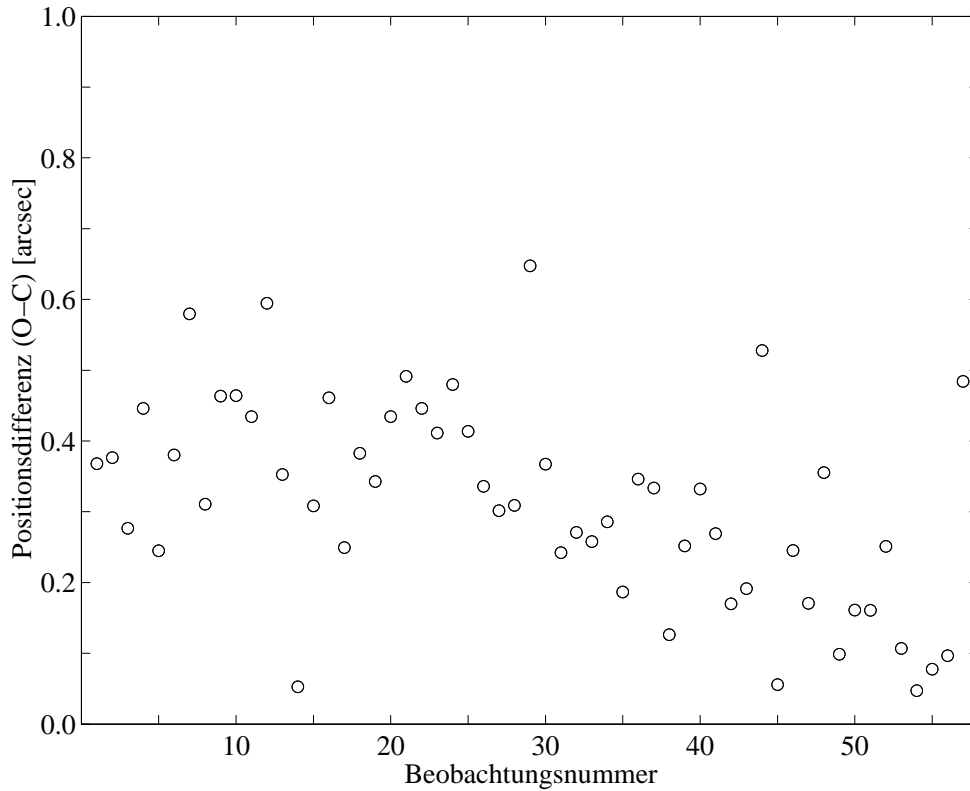


Abbildung 4.6: Differenzen der beobachteten und berechneten Positionen (O-C) für (2) Pallas zu den in Abb. 4.5 dargestellten Beobachtungszeitpunkten in Bogensekunden. Als Datenquelle für die berechneten Positionen dienten die *JPL*-Ephemeriden.

Die Untersuchung der astrometrischen Qualität der Ergebnisse ist weitgehend konform mit der in Abschnitt 4.1.2 beschriebenen Vorgehensweise. Wieder wurden jeweils die beiden Datensätze des ROB und des LO verwendet. Weil bei keinem der getesteten Programme die Möglichkeit bestand, Referenzsternkataloge beliebigen Formates zu verwenden, war das Weglassen des Zielsterns zum Finden der Transformationsbeziehungen zwischen Bild- und Tangentialkoordinatensystem hier nicht möglich. Der eigentliche „Neupunkt“ ging demnach mit in diese Berechnung ein, vorausgesetzt, das Programm hatte ihn zuvor mit dem entsprechenden Katalogobjekt identifizieren können. Diese kleine Abweichung zur Prozedur aus Abschnitt 4.1.2 ist jedoch hinnehmbar, wenn in Betracht gezogen wird, dass jeweils mindestens 40, i. Allg. sogar mehr als 60 weitere Sterne zur Bestimmung der Plattenkonstanten beitragen. Die gefundenen Äquatorialkoordinaten der Zielsterne wurden letztendlich wieder mit ihren Katalogwerten verglichen und die Abstände als Qualitätsmerkmal interpretiert.

Einige der getesteten Programme konnten ausschließlich Aufnahmen im FITS-Format lesen. Deshalb war vorab eine Konvertierung der Bilder des LO-Datensatzes notwendig.

Die Benennung der Transformationsmodelle für die Überführung von Bild- in Tangentialkoordinaten ist in den einzelnen Programmen unterschiedlich. In den folgenden Unterabschnitten zu den Programmen wurden die Namen so geführt, wie sie in der entsprechenden Software definiert waren, um Reproduzierbarkeit zu gewährleisten. Es sei jedoch an dieser Stelle explizit noch einmal darauf hingewiesen, dass im Folgenden

- die Affintransformation (Gl. 2.103) auch als lineare Transformation bzw. Transformation 1. Ordnung,
- die 12-Parameter-Transformation (Gl. 2.106) auch als quadratische Transformation bzw. Transformation 2. Ordnung und
- die Kubische Transformation auch als Transformation 3. Ordnung

bezeichnet werden.

Die Reihenfolge der nächsten Unterabschnitte stellt keine Wertung der einzelnen Programme dar, sondern ist alphabetisch.

4.2.1 Astrometrica

Allgemeines

Unter dem Namen *Astrometrica*⁵ entwickelt H. Raab ein Programm zur Entdeckung und Positionsbestimmung Kleiner Planeten und Kometen. Für die *Microsoft Windows*TM-Oberfläche entwickelt, bietet es eine grafische Benutzerschnittstelle, mit der die CCD-Aufnahmen verarbeitet werden. Zuvor müssen für die Auswertung relevante Einstellungen bezüglich des Beobachtungsortes und -instruments sowie zum Verhalten der verschiedenen Programmroutinen vorgenommen werden. *Astrometrica* bietet in der getesteten Version 4.3.0.3258 als Quelle für Referenzkoordinaten neben *USNO-SA*, *USNO-A* und *USNO-B* auch *UCAC2* an. Die Transformation zwischen Bild- und Tangentialkoordinaten lässt sich durch lineare, quadratische und kubische Polynome realisieren.

Objekterkennung, Vermessung der Objektzentren, Identifikation der im Referenzkatalog verzeichneten Objekte sowie Finden der Werte der Transformationsparameter laufen in *Astrometrica* weitgehend eingriffsfrei ab. Lediglich für das Laden der Aufnahmen, die Festlegung bzw. Bestätigung der genäherten Aufnahmerichtung sowie im Falle einer nicht erfolgreichen Identifikation der Referenzsterne ist der Benutzer erforderlich. Sind die Transformationsbeziehungen bestimmt, können manuell per Mausklick die Äquatorialkoordinaten beliebiger Objekte in der Aufnahme ermittelt werden.

Untersuchungen

Unter Verwendung des *UCAC2* wurden die beiden Testdatensätze des ROB und des LO ausgewertet. In wenigen Fällen war *Astrometrica* nicht in der Lage, die Zielobjekte als Referenzsterne mit Katalogwerten zu identifizieren, so dass die aus der Aufnahme bestimmten Äquatorialkoordinaten nicht automatisch verfügbar waren. Es erfolgte dann eine manuelle Bestimmung der Position dieser Objekte.

Wie bereits erwähnt, kann in *Astrometrica* das Transformationsmodell gewählt werden. Weitere, sich direkt auf die Astrometrie auswirkende Parameter sind in der aktuellen Programmversion nicht einstellbar. Die Testdatensätze wurden jeweils mit allen drei Transformationsmodellen ausgewertet, um feststellen zu können, mit welcher Variante bei *Astrometrica* die besten Ergebnisse zu erzielen sind.

Tab. 4.8 zeigt die Ergebnisse für den ROB-Datensatz. Mit zunehmender Ordnung des Transformationspolynoms steigen sowohl die Mittelwerte als auch die Maximalwerte der Abstände an. Mit *Astrometrica* lassen sich für den ROB-Datensatz mit einer linearen Transformation (Testnummer 1) die besten Resultate erzielen.

Für den LO-Datensatz (Tab. 4.9) ergeben sich offenbar bei Verwendung des kubischen Transformationsmodells (Testnummer 3) die besten Ergebnisse, obwohl die Unterschiede der mittleren Abstände aller drei Tests ohnehin sehr gering sind.

Für den ROB-Datensatz wurden die Werte aus Test 1 und für den LO-Datensatz aus Test 3 zum Vergleich mit den Ergebnissen aus anderen Programmen in Abschnitt 4.2.11 herangezogen.

4.2.2 CAAWin

CAAWin⁶ steht für *Computer-Aided Astrometry for Windows* und ist ein Produkt des Ca-

⁵<http://www.astrometrica.at>

⁶<http://www.camarilloobservatory.com/caawin.htm>

Tabelle 4.8: Ergebnisse der Auswertung des ROB-Datensatzes mit *Astrometrica*. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

Testnummer	1	2	3
Transformationsordnung	1	2	3
Maximaler Abstand	0.255	0.387	0.505
Mittlerer Abstand	0.116	0.173	0.213

Tabelle 4.9: Ergebnisse der Auswertung des LO-Datensatzes mit *Astrometrica*. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

Testnummer	1	2	3
Transformationsordnung	1	2	3
Maximaler Abstand	2.003	2.767	2.204
Mittlerer Abstand	0.540	0.526	0.517

marillo Observatory in Kalifornien, USA. Bedauerlicherweise stand diese Software nicht zu Testzwecken zur Verfügung, so dass für vergleichende Angaben in Tab. A.1 auf die wenigen Informationen der Internetseite zurückgegriffen werden musste.

4.2.3 Canopus

Das Programmpaket *Canopus*⁷ der Firma *Bdw. Publishing* bietet unter Anderem auch Routinen zur Positionsbestimmung von Asteroiden. Obwohl dafür ein automatisches Verfahren integriert ist, gibt es leider keine Möglichkeit der Verarbeitung mehrerer Aufnahmen ohne Benutzereingriff. Diese Tatsache resultiert aus der in der Dokumentation zum Programm proklamierten Philosophie der Entwickler, dass „Menschen bei der Messung der Daten eine Rolle spielen sollten“ (Bdw Publishing, 2004, S.43).

Die Bildmessroutinen stammen aus dem Programm *SExtractor* (Bertin & Arnouts, 1996). Dieses Programm wird in Abschnitt 4.2.10 eingehend untersucht.

Leider stand im Rahmen dieser Arbeit keine Version des rein kommerziellen Programmes *Canopus* zur Verfügung, so dass nähere Untersuchungen und Vergleiche nicht vorgenommen werden konnten.

4.2.4 CCDSoft

Allgemeines

*Software Bisque*⁸ bietet für Zwecke der astronomischen Bildverarbeitung das Programm *CCD-Soft* an. Neben Funktionen, die der Steuerung des Aufnahmeprozesses sowie der Vorverarbeitung gewonnener Bilder dienen, ist auch ein astrometrisches Werkzeug verfügbar. Allerdings kann letzteres nur in Verbindung mit der ebenfalls von *Software Bisque* entwickelten Planetariumssoftware *TheSky* genutzt werden.

CCDSoft läuft unter *Microsoft Windows*TM und *MacOS*TM und ist als rein interaktive Anwendung konzipiert. Eine Verwendung der astrometrischen Fähigkeiten des Programmes in Abwesenheit eines Operators ist somit prinzipiell nicht möglich.

⁷<http://www.minorplanetobserver.com/htms/mpocanopus.htm>

⁸<http://www.bisque.com>

Die nachfolgenden Ausführungen beziehen sich auf *CCDSOFT* Version 4.00.026 unter Verwendung von *TheSky* Version 5.00.014.

Astrometrie mit *CCDSOFT*

Zunächst wird die auszuwertende Aufnahme in *CCDSOFT* geladen. Abgesehen von den möglicherweise im Kopf der Aufnahme verfügbaren Informationen können zunächst keine weiteren, astrometrisch relevanten Daten in das Programm eingegeben werden. Nach dem Laden der Aufnahme steht das Menü „Astrometry“ mit dem einzigen Menüpunkt „AutoAstrometry“ zur Verfügung. Sobald diese Routine gestartet wurde, wird der Nutzer aufgefordert, näherungsweise Informationen zur Aufnahmerichtung sowie zum Abbildungsmaßstab einzugeben. Der weitere Mess- und Katalogzuordnungsprozess läuft dann automatisch ab. Als Ergebnis wird die Aufnahme in die Himmelsdarstellung von *TheSky* eingepasst. Eine Messung der Positionen bestimmter Objekte, wie auch bspw. Asteroiden, kann dann in *CCDSOFT* manuell durch Anwählen mit dem Mauszeiger vorgenommen werden. Parallel dazu ist es möglich, eine Datei im geforderten Format des *MPC* zu erstellen. Befremdlich wirkt die Tatsache, dass bei der manuellen Positionsmessung das ermittelte Zentrum der Grauwertverteilung eines Objektes davon abhängt, an welcher Stelle innerhalb der Abbildung der Mausklick erfolgt. Der Dokumentation zu *CCDSOFT* lässt sich entnehmen, dass die Bildkoordinaten der Objekte durch Bestimmung der Lichtschwerpunkte (analog Gl. 2.7) ermittelt werden. Das genannte Problem legt die Vermutung nahe, dass sich die Grenzen für die Berechnung des Lichtschwerpunktes nicht am Rand der Abbildung eines Objektes orientieren, sondern als quadratische Maske um die Cursorposition herum definiert sind.

Als Quelle für Referenzkoordinaten findet eine Kombination der mit *TheSky* gelieferten Versionen des *Tycho* sowie des *Hubble Guide Star Catalog (GSC)* mit seiner vergleichsweise geringen astrometrischen Qualität Verwendung.

Zur Ermittlung der Plattenkonstanten sowie zur Identifikation der Referenzsterne in der Aufnahme bedient sich *CCDSOFT* lt. Dokumentation der Routinen des Programmes *PC-ASTROM* von Patrick Wallace. Dieses Programm bietet drei Transformationsmodelle an: Helmert-, Affin- und eine Transformation mit Gliedern höherer Ordnung. Da entsprechende Wahlmöglichkeiten in *CCDSOFT* fehlen, ist anzunehmen, dass in Übereinstimmung mit den Empfehlungen des Autors von *PC-ASTROM* das affine Modell Verwendung findet.

Untersuchungen

Als Kuriosum fiel auf, dass der Erfolg des automatischen Katalogzuordnungsprozesses offenbar davon abhängig ist, wie die Helligkeit der Aufnahme am Bildschirm eingestellt ist. Am Bildschirm können nur 256 Graustufen (8 Bit) dargestellt werden. Im Allgemeinen sind CCD-Aufnahmen dagegen im 16-Bit-Format, d.h. 65536 Graustufen, gespeichert.⁹ Sie müssen also entsprechend skaliert werden, um bestmöglich am Bildschirm angezeigt werden zu können. War das Rauschen des Hintergrundes am Bildschirm sichtbar, so schlug die Zuordnung in *CCDSOFT* fehl. Um erfolgreich zu sein, musste die Helligkeit herab gesetzt werden, so dass nur helle Objekte sichtbar waren. Das legt die Vermutung nahe, dass *CCDSOFT* nicht mit den originalen Daten der Aufnahme arbeitet, sondern mit den in der Helligkeit skalierten angezeigten Daten. Ein solches Vorgehen wäre jedoch inakzeptabel, weil damit der Genauigkeitsgewinn, der durch die Verwendung von 16-Bit-Daten entsteht, verloren ginge.

Wie bereits erwähnt, kann *UCAC2* in *CCDSOFT* nicht verwendet werden. Die erzielten Ergebnisse sind demnach nicht ohne weiteres mit denen der anderen Programme vergleichbar, weil die Abstände hier auch Unterschiede zwischen den Referenzsternkatalogen *UCAC2* und *GSC* enthalten. Um dennoch eine Vorstellung von den unter den gegebenen Umständen mit

⁹Ob alle Graustufen tatsächlich verwendet werden, hängt von den Parametern der CCD-Kamera ab.

Tabelle 4.10: Ergebnisse der Auswertung des ROB-Datensatzes mit *CCDSOft*. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

Maximaler Abstand	3.149
Mittlerer Abstand	1.586

CCDSOft erreichbaren Genauigkeiten zu erhalten, wurden für den ROB-Datensatz die Positionen der Zielobjekte vermessen und mit den *UCAC2*-Positionen verglichen. Wie erwartet, lagen die mittleren Abweichungen der gemessenen zu den Katalogkoordinaten deutlich über denen der anderen Programme (Tab. 4.10).

4.2.5 Charon

Allgemeines

Im Rahmen des kommerziellen Programmpakets *Guide* der Entwickler von *Project Pluto* entstand das gegenwärtig frei verfügbare astrometrische Werkzeug *Charon*¹⁰. Die DOS-Anwendung arbeitet halbautomatisch, d.h. die Objekterkennung, die Messung der Zentren, die Objektidentifikation mit entsprechenden Referenzwerten und das Finden der Transformationsbeziehungen zwischen Bild- und Tangentialkoordinaten laufen selbstständig ab. Das Auffinden und Anwählen der interessierenden Objekte und das Erzeugen von Ausgabedateien obliegen dem Anwender. Die nachfolgenden Ausführungen beziehen sich auf die Version vom 17. Mai 2003.

Neben der Einstellung von Parametern für die Beobachtungsstation, wie z.B. Brennweite, Pixeldimensionen der CCD-Matrix, geografische Position usw. ist auch eine gewisse Einflussnahme auf den Ablauf der späteren Messungen möglich. Insbesondere ist eine Wahlmöglichkeit für die Vorgehensweise bei der Bildkoordinatenbestimmung (Lichtschwerpunkte oder Gauß-Modell der PÜF) sowie für die Ordnung des verwendeten Transformationsmodells (linear, quadratisch, kubisch) vorgesehen.

Die Erkennung von Objekten nutzt einen weiteren vorab einzustellenden Parameter, der den prozentualen Anteil der Hintergrundpixel (und die Differenz zu 100% somit den Anteil der Objektpixel) an der Gesamtanzahl der Pixel widerspiegelt. Wie der Algorithmus konkret arbeitet, konnte nicht geklärt werden. Allerdings war festzustellen, dass unabhängig vom eingestellten Wert des Parameters prinzipiell auch hellere Objekte auf der Aufnahme nicht erkannt wurden. Problematisch wirkt sich dieser Umstand für den Fall aus, dass auf einer Aufnahme nur sehr wenige Objekte vorhanden sind. Es ist dann möglich, dass der unmittelbar nachfolgende automatische Zuordnungsprozess zwischen Katalog- und Bildkoordinaten fehlschlägt. Eine manuelle Möglichkeit der Zuordnung, wie bspw. in *Astrometrica*, fehlt in *Charon*. Deshalb könnte eine solche Aufnahme nicht verwendet werden. Sind jedoch genügend andere Objekte verfügbar, so dass zumindest die Zuordnung erfolgreich verläuft, ist das Fehlen einiger weniger Objekte bei der automatischen Positionsmessung unkritisch. Notfalls bietet *Charon* dann eine manuelle Bestimmung der Zentren fehlender Objekte an.

Untersuchungen

Direkte Einflussnahme auf die Astrometrie von *Charon* ist über die Änderung der Positionsmessmethode oder die Änderung der Ordnung des Transformationsmodells möglich. Diese beiden Aspekte wurden in den Tests mit dem ROB- und dem LO-Datensatz untersucht. Indirekt wirkt sich auch die Veränderung der Parameter, die der Objekterkennung dienen, auf die Astrometrie

¹⁰<http://www.projectpluto.com/charon.htm>

Tabelle 4.11: Ergebnisse der Auswertung des ROB-Datensatzes mit *Charon*. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

Testnummer	1	2	3	4
Positionsmessung	LSP	Gauß	Gauß	Gauß
Transformationsordnung	1	1	2	3
Maximaler Abstand	0.335	0.170	0.129	0.135
Mittlerer Abstand	0.209	0.085	0.071	0.069

Tabelle 4.12: Ergebnisse der Auswertung des LO-Datensatzes mit *Charon*. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

Testnummer	1	2	3	4
Positionsmessung	LSP	Gauß	Gauß	Gauß
Transformationsordnung	1	1	2	3
Maximaler Abstand	2.526	2.446	2.502	2.544
Mittlerer Abstand	0.664	0.374	0.361	0.360

aus. Werden bspw. zu viele Pixel als Objekte erkannt, die eigentlich nur Spitzen des Hintergrundrauschens abbilden, so ist die Wahrscheinlichkeit von Fehlzuordnungen zwischen Katalogobjekten und solchen Artefakten groß. Da eine Untersuchung all jener Parameter jedoch den Rahmen dieser Arbeit sprengen würde, wurden für diese Variablen jeweils die voreingestellten Werte von *Charon* verwendet.

Als Erstes wurden sowohl der ROB- als auch der LO-Datensatz (Tab. 4.11 bzw. Tab. 4.12) daraufhin untersucht, welche Positionsmessmethode in *Charon* die Geeignetere ist (Testnummer 1 und 2). Dafür kam zunächst das lineare Transformationsmodell zum Einsatz. Beide Datensätze schnitten bei der Verwendung des Gauß-Modells deutlich besser ab als bei der Lichtschwerpunktmethode (LSP). Die mittleren Abstände zwischen gemessenen und Katalogpositionen der Zielobjekte gingen jeweils etwa um die Hälfte zurück. Für die weiteren Untersuchungen kam deshalb jeweils nur noch das Gauß-Modell in Frage.

Die Tests 3 und 4 sollten in Verbindung mit Test 2 klären, inwieweit sich die Ordnung des Transformationspolynoms auf die Ergebnisse mit *Charon* auswirkt. Der Wechsel vom linearen auf das quadratische Modell brachte für die Mittelwerte der Abstände jeweils nur einen geringfügigen Gewinn. Deutlicher war, dass die maximalen Abstände zurückgingen, was für größere Sicherheit bei einer einzelnen Positionsbestimmung spricht. Weil die maximalen Abstände für das kubische Modell wieder anstiegen, blieb für beide Datensätze jeweils Test Nummer 3 als das beste Ergebnis festzuhalten. Die entsprechenden Werte dienen demzufolge auch in Abschnitt 4.2.11 zum Vergleich mit den Ergebnissen der anderen Programme.

4.2.6 Circe

Das von U. Quadri entwickelte *Circe*¹¹ muss vollständig manuell bedient werden. Die Messung einer Asteroidenposition mit diesem Programm ist sehr zeitaufwändig, so dass es für den routinemäßigen Einsatz bei Follow-up-Missionen nicht in Frage kommt. Dennoch wurden einige Anstrengungen unternommen, mit Hilfe der knappen Dokumentation Messungen vorzunehmen.

Das Ziel war die Positionsbestimmung eines Sterns in einer Aufnahme des *ROB* als Neu-

¹¹<http://www.ulisse.bs.it/osservatorio/software/testi/circe.htm>

punkt und ein Vergleich mit seinen im Sternkatalog gegebenen Koordinaten. Der beste Katalog, der laut Anleitung für *Circe* nutzbar sein soll, ist *USNO-A 2*. Das konnte bei der Nutzung des Programmes nicht bestätigt werden. Stattdessen musste ein Rückgriff auf die weniger umfangreiche Version, *USNO-SA 2*, erfolgen.

Schwierigkeiten bereitete das Finden geeigneter Helligkeitseinstellungen für die Anzeige der Aufnahme am Bildschirm. Außerdem gestaltete sich das Auffinden bestimmter Objekte in der Aufnahme problematisch, weil, mangels Zoom-Funktion in *Circe*, ein großes Bild nicht überschaubar dargestellt werden kann.

Eine Untersuchung ergab, dass bei der Messung der Bildpositionen der Objekte Lichtschwerpunkte bestimmt werden. Allerdings werden die Intensitäten der Pixel dabei nicht zuvor um das Niveau des Hintergrundes reduziert. Insbesondere bei schwachen Objekten und einer hohen Hintergrundintensität führt das zu Berechnungsfehlern, die nicht zu vernachlässigen sind.

Die Bestimmung der Position des Neupunktes anhand der 16 vermessenen Referenzsterne scheiterte letztendlich an einem internen Problem beim Finden der Plattenkonstanten, welches *Circe* beim Umgang mit Bildkoordinaten größer als 999 hat. Anhand eines konstruierten Tests des Rechenwerks von *Circe* konnte dennoch festgestellt werden, dass das System mit einer Affintransformation arbeitet.

4.2.7 FitsBlink

Allgemeines

J. Skvarč entwickelt am *Črni Vrh*-Observatorium (Slowenien) das Programm *FitsBlink*¹². Wie der Name bereits vermuten lässt, ist die Hauptaufgabe der Anwendung, mehrere Aufnahmen (derselben Himmelsregion) nacheinander anzuzeigen, um auf diese Weise bewegte Objekte aufzuspüren. Andererseits ist das Programm in der gegenwärtigen Entwicklerversion 3.58 jedoch auch in der Lage, astrometrische und fotometrische Messungen in einzelnen Aufnahmen auszuführen. Für solche Aufgaben existiert auch ein automatischer Modus, der ohne die grafische Benutzeroberfläche des Programmes auskommt. Leider sind in der aktuellen Version für diesen Modus noch nicht alle Optionen verfügbar, die für die Beschreibung einer beliebigen Aufnahmesituation nötig wären (z.B. Rotationswinkel der Aufnahme in Bezug auf das Äquatorialkoordinatensystem). Entsprechende Werte können momentan nur über die grafische Benutzeroberfläche eingestellt werden. Aufnahmen im FITS-Format können jedoch im Dateikopf Angaben über die (grobe) Zuordnung zwischen Pixelkoordinaten und Äquatorialkoordinaten enthalten. Solche Informationen werden als Parameter des WCS¹³, also des Weltkoordinatensystems, bezeichnet. Sind entsprechende Werte in der Aufnahme vorhanden, entnimmt *FitsBlink* diese und verwendet sie als Näherungslösung. Auf diese Weise können die fehlenden Optionseingabemöglichkeiten für den automatischen Modus umgangen werden.

Als Bildkoordinaten der Objektzentren werden in *FitsBlink* Lichtschwerpunkte bestimmt. Genügend Referenzobjekte vorausgesetzt, sind Transformationspolynome bis maximal 5. Ordnung möglich. Neben *GSC*, *USNO-SA* und *Tycho* ist auch *UCAC2* als Quelle für Referenzkoordinaten verwendbar. Das Programm läuft unter *Unix/Linux*.

Der automatische Messprozess mit *FitsBlink* gliedert sich in zwei Schritte. Dazu müssen zwei symbolische Verknüpfungen auf die Programmdatei von *FitsBlink* mit den Namen `starcoun` bzw. `catalog` erstellt werden. Über einen Aufruf von `starcoun` werden zunächst die Bildkoordinaten der Objektzentren bestimmt und in einer Liste abgelegt. Danach lässt sich über `catalog` die Zuordnung zwischen Katalog- und Bildkoordinaten herbeiführen. *FitsBlink* erkennt anhand des Aufrufnamens, in welchem der beiden Modi es jeweils operieren soll.

¹²<http://www-rcp.ijs.si/~jure/fitsblink/fitsblink.html>

¹³WCS = World Coordinate System

Tabelle 4.13: Ergebnisse der Auswertung des ROB-Datensatzes mit *FitsBlink*. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

Testnummer	1	2	3	4
Transformationsordnung	1	2	3	4
Maximaler Abstand	0.237	0.277	0.290	0.531
Mittlerer Abstand	0.112	0.140	0.157	0.216

Tabelle 4.14: Ergebnisse der Auswertung des LO-Datensatzes mit *FitsBlink*. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

Testnummer	1	2	3	4
Transformationsordnung	1	2	3	4
Maximaler Abstand	2.641	3.154	3.347	2.789
Mittlerer Abstand	0.443	0.421	0.422	0.456

Untersuchungen

Da den Testdatensätzen WCS-Informationen im Dateikopf fehlten, wurden diese manuell ergänzt. Im automatischen Modus wurden die Koordinaten der Zielsterne bestimmt und danach mit ihren Katalogwerten verglichen. Sowohl für den ROB- als auch für den LO-Datensatz wurden dabei prinzipiell die Voreinstellungen des Programmes verwendet. Die einzige Ausnahme bestand in der Variation der Ordnung des Transformationspolynoms. Dort wurden jeweils alle Werte zwischen 1 und 4 getestet. Für den Test der 5. Ordnung mit immerhin bereits 42 zu schätzenden Parametern, reichte die Anzahl verfügbarer Referenzsterne auf den Aufnahmen nicht aus, um eine genügend große Überbestimmung zu erzeugen.

Beste Resultate für den ROB-Datensatz (Tab. 4.13) unter Verwendung von *FitsBlink* werden mit einer Transformation 1. Ordnung erzielt. Für den LO-Datensatz (Tab. 4.14) hingegen ist die Verwendung der 2. Ordnung günstiger. Allerdings muss dann im Einzelfall offenbar auch mit größeren Fehlern gerechnet werden.

4.2.8 PinPoint

Allgemeines

Auf der Grundlage der ASCOM-Schnittstellenstandards¹⁴ zur Ansteuerung astronomischer Instrumente sowie astronomischer Software entwickelte R.B. Denny *PinPoint*¹⁵. Dabei handelt es sich nicht um ein Programm im klassischen Sinn, sondern um eine Bibliothek astrometrischer Routinen, die beliebig in einem selbst zu entwickelnden, auf höherer Ebene arbeitenden Programm (Script) kombiniert werden können. Für bestimmte Aufgaben, wie das Finden der Projektionsbeziehungen zwischen einer Aufnahme und der scheinbaren Himmelskugel oder das Lokalisieren von bewegten Objekten und Supernovae in einer Reihe von Aufnahmen existiert auch eine grafische Benutzerschnittstelle, genannt *Visual PinPoint*. Soll allerdings das volle Potential der Software ausgeschöpft werden, ist die Verwendung von Scripten unumgänglich. Die Routinen von *PinPoint* wurden für *Microsoft Windows*TM geschrieben und sind in Objekten,

¹⁴Für weiterführende Informationen zu ASCOM sowie zur Definition der Schnittstellenstandards sei auf <http://ascom-standards.org> verwiesen.

¹⁵<http://pinpoint.dc3.com>

Tabelle 4.15: Maximale mögliche Ordnung des Transformationspolynoms in *PinPoint* in Abhängigkeit von der Anzahl der identifizierten Referenzsterne nach Denny (2003).

Identifizierte Sterne	Polynomordnung
6 – 18	1
19 – 29	2
30 – 44	3
45 – 62	4
63 – 83	5
84 – 107	6
108 oder mehr	7

basierend auf der *ActiveX*-Technologie zusammengefasst. Ein Zugriff ist über den sog. *Windows Script Host* möglich. Entsprechende Quelltexte können sowohl in *Microsoft Visual Basic Script Edition* als auch in *JavaScript* verfasst sein.

In der aktuellen Version 4.0.31 von *PinPoint* existieren Schnittstellen zu mehreren Referenzsternkatalogen, unter anderem auch zu dem derzeit für astrometrische Zwecke bevorzugten *UCAC2*. Für die Bestimmung der Bildpositionen der Objekte sind drei Algorithmen vorgesehen. Zwei basieren auf der Lichtschwerpunktberechnung eines runden bzw. rechteckigen Ausschnittes um die Objektabbildung. Der dritten Methode liegt die Anpassung eines Gauß-Modells auf die PÜF zu Grunde. Für die Überführung von Bild- in Tangentialkoordinaten können Transformationspolynome bis hin zur siebenten Ordnung eingesetzt werden. Die maximal nutzbare Ordnung des Polynoms richtet sich dabei nach der Anzahl verfügbarer Referenzsterne (Tab. 4.15). In der Standardeinstellung wird die Ordnung bis maximal 4 automatisch gewählt.

Aufgrund der Vielzahl von Möglichkeiten, welche die Schnittstelle von *PinPoint* bietet, ist auch eine Reihe von Untersuchungen denkbar, um die Qualität und Einsatzfähigkeit des Programmes zu untersuchen.

Untersuchungen

Zunächst wurde mit Hilfe von *JavaScript* eine Umgebung geschaffen, in der sich die in 4.1.1 beschriebenen Datensätze bequem auswerten lassen.

Drei Parameter bestimmen in *PinPoint* das Verhalten der Objekterkennungsroutinen:

- ein Faktor („SigmaAboveMean“), der analog zu n in Gl. 2.3 als Multiplikator für das Rauschen des Hintergrundes fungiert und zusammen mit dem mittleren Hintergrund den Schwellwert für Detektionen ergibt,
- eine minimale instrumentelle Helligkeit („MinimumBrightness“) als Integral der Grauwerte aller Objektpixel und
- ein minimaler Objektdurchmesser („MinimumStarSize“).

Insbesondere für den nicht perfekten LO-Datensatz waren geeignete Einstellungen dieser Parameter schwer zu finden. Bei Verwendung der Standardwerte wurden zu viele Objekte nicht erkannt. Geringere Grenzen führten hingegen zu nicht erklärlichen Mehrfach-Detektionen einzelner Objekte. Die letztendlich ermittelten Bildpositionen solcher Objekte unterschieden sich teilweise nur um Pixelbruchteile voneinander. Bei dem qualitativ höherwertigen ROB-Datensatz fielen ähnliche Effekte nicht auf.

Einflussnahme auf die Astrometrie von *PinPoint* ist hauptsächlich über die Wahl

- der Positionsmessmethode,

- der Ordnung des Transformationspolynoms sowie
- verschiedener Glättungsfunktionen

möglich. Folglich wurden diese Parameter variiert, um für die beiden Datensätze die jeweils besten Ergebnisse zu erzielen. Die Vorgehensweise bei den Tests erfolgte analog zu *Astrometria* (4.2.1). Als Referenzkatalog kam ausschließlich *UCAC2* zum Einsatz. Wenn bei dem LO-Datensatz aufgrund o.a. Probleme bei der Objekterkennung Mehrfach-Detektionen der Zielsterne auftraten, wurde nur das Objekt mit dem geringeren Abstand zu den Katalogkoordinaten in die Auswertung einbezogen.

Mit dem ROB-Datensatz wurden sieben Tests durchgeführt. Zunächst sollte ermittelt werden, ob die vorherige Filterung einer Aufnahme tatsächlich wie in Denny (2003) angegeben, zu einer leichten Verbesserung der Astrometrie führt. *PinPoint* bietet zwei verschiedene Filter an, einen Gauß-Glättungsfilter und einen Laplace-Kantenfilter mit vorgeschaltetem Gauß-Glättungsfilter. Beide erwarten als Parameter die durchschnittliche Halbwertsbreite der PÜF. Als Positionsmessmethode kam für die Tests die empfohlene und als Standardeinstellung gesetzte Lichtschwerpunktmessung innerhalb eines runden Ausschnittes (LSP_R) um das jeweilige Objekt zum Einsatz. Auch für die Ordnung des Transformationspolynoms wurde die Standardeinstellung, d.h. die automatische Methode, verwendet. Das führte aufgrund der Vielzahl verfügbarer Referenzobjekte in den Aufnahmen stets zur Nutzung der vierten, d.h. der maximalen automatisch gewählten Ordnung. Aus Tab. 4.16 (Testnummer 1 bis 3) ist ersichtlich, dass für den ROB-Datensatz die Verwendung eines Filters zu einer Verschlechterung der Ergebnisse führte. Deshalb wurde in den folgenden Tests darauf verzichtet.

Als nächstes sollte untersucht werden, welchen Einfluss die Ordnung des Transformationspolynoms auf die Ergebnisse hat. Wiederum unter Verwendung der Standardeinstellung für die Positionsmessmethode wurde deshalb die Obergrenze der Ordnung 1, 2 bzw. 3 gesetzt (Testnummer 4 bis 6), während der bereits durchgeführte Test Nummer 1 die Ordnung 4 repräsentiert. Die aus Tab. 4.16 ersichtlichen Mittelwerte der Abstände aus diesen Tests unterscheiden sich kaum voneinander. Das ist ein Hinweis darauf, dass die Positionen des ROB-Datensatzes von linearen Einflüssen dominiert sind und Effekte höherer Ordnung unterhalb der Detektionsgrenze von *PinPoint* liegen müssen. Bemerkenswert ist jedoch, dass für die 4. Ordnung (Testnummer 1) der maximal aufgetretene Abstand höher ist, als für die niedrigeren Ordnungen. Eine Kontrolle der Abstände speziell für den Stern, der dieses Maximum verursachte, zeigte sogar mit steigender Ordnung stetig wachsende Werte. Dieser Umstand kann als Argument dafür gewertet werden, dass es nicht sinnvoll ist, die Ordnung des Transformationspolynoms so hoch wie möglich zu wählen, wenn in den Positionen entsprechende Effekte nicht vorhanden sind. Für weitere Tests mit dem ROB-Datensatz wurden deshalb lediglich Transformationen 1. Ordnung zugelassen.

Letztlich sollte geklärt werden, wie sich die verschiedenen Messmethoden für die Zentren der Objektabbildungen auf die erreichbare Positionsgenauigkeit auswirken. Die Ergebnisse der Verwendung einer rechteckigen Box um die Abbildung des Objektes, in der der Lichtschwerpunkt ermittelt wird (LSP_E), zeigt Testnummer 7 in Tab. 4.16. Ein achter Test, der die Nutzung der Gauß-Funktion als PÜF-Modell vorsah, schlug fehl.

Auch der LO-Datensatz wurde sieben Tests unterzogen. Variiert wurden dabei dieselben Parameter wie für den ROB-Datensatz. Anders als dort ergaben sich jedoch bei dem Einsatz der Filter bessere Ergebnisse als ohne (Tab. 4.17, Testnummer 1 bis 3). Auch die Objekterkennung wurde dadurch offenbar verbessert, d.h. es konnten mehr Objekte erkannt werden, was an der Erhöhung der automatisch gewählten Ordnung des Transformationspolynoms von 3 im ersten Test auf 4 im zweiten und dritten Test deutlich wird. Für die folgenden Tests kam deshalb der Gauß-Glättungsfilter zum Einsatz.

Die Variation der Ordnung des Transformationspolynoms (Testnummer 4 bis 6 und Testnummer 2) ergab die besten Ergebnisse für die 2. Ordnung.

Tabelle 4.16: Ergebnisse der Auswertung des ROB-Datensatzes mit *PinPoint*. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

Testnummer	1	2	3	4
Positionsmessung	LSP _R	LSP _R	LSP _R	LSP _R
Transform. Ordnung	Auto (4)	Auto (4)	Auto (4)	1
Glättungsfilter	–	Gauß	Gauß/Laplace	–
Maximaler Abstand	0.170	0.215	0.622	0.148
Mittlerer Abstand	0.094	0.119	0.308	0.094
Testnummer	5	6	7	
Positionsmessung	LSP _R	LSP _R	LSP _E	
Transform. Ordnung	2	3	1	
Glättungsfilter	–	–	–	
Maximaler Abstand	0.155	0.148	0.149	
Mittlerer Abstand	0.096	0.094	0.091	

Tabelle 4.17: Ergebnisse der Auswertung des LO-Datensatzes mit *PinPoint*. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

Testnummer	1	2	3	4
Positionsmessung	LSP _R	LSP _R	LSP _R	LSP _R
Transform. Ordnung	Auto (3)	Auto (4)	Auto (4)	1
Glättungsfilter	–	Gauß	Gauß/Laplace	Gauß
Maximaler Abstand	1.041	0.813	1.008	0.943
Mittlerer Abstand	0.215	0.181	0.182	0.186
Testnummer	5	6	7	
Positionsmessung	LSP _R	LSP _R	LSP _E	
Transform. Ordnung	2	3	2	
Glättungsfilter	Gauß	Gauß	Gauß	
Maximaler Abstand	0.925	0.933	1.053	
Mittlerer Abstand	0.178	0.179	0.202	

Testnummer 7 in Tab. 4.17 zeigt schlechtere Ergebnisse bei der Verwendung einer rechteckigen Box für die Lichtschwerpunktmessung anstelle einer runden. Auch für den LO-Datensatz gelang die Nutzung der Gauß-Funktion als PÜF-Modell nicht. Von der Nutzung dieser offenbar noch nicht ausgereiften Funktion sollte in der aktuellen Version von *PinPoint* abgesehen werden.

Zusammenfassend bleibt festzuhalten, dass sich mit *PinPoint* für den ROB-Datensatz die besten astrometrischen Ergebnisse unter Verwendung einer rechteckigen Box für die Lichtschwerpunktmessung, ohne vorherige Glättung sowie eine Transformation 1. Ordnung ergaben. Für die Auswertung des LO-Datensatzes mit *PinPoint* hingegen liefert die runde Box für die Lichtschwerpunktmessung auf dem mit einem Gaußfilter geglätteten Bild und eine anschließende Transformation 2. Ordnung die besten Resultate. Die entsprechenden Werte werden im Abschnitt 4.2.11 als Vergleichswerte für *PinPoint* angegeben.

4.2.9 Prism

Unter Federführung von C. Cavadore und B. Gaillard bietet *Axilone Multimedia* das astronomische Komplettpaket *Prism*¹⁶ an. Dieses Programm stand leider nicht für Testzwecke im Rahmen dieser Arbeit zur Verfügung. Die vergleichenden Angaben in Tab. A.1 beziehen sich auf Version 5 und stützen sich auf die Dokumentation der Internetseite.

4.2.10 SExtractor

Allgemeines

Das in dieser Arbeit bereits mehrfach in verschiedenen Zusammenhängen erwähnte Programm *SExtractor*¹⁷ wurde von E. Bertin und S. Arnouts für *Unix/Linux* entwickelt und mittlerweile durch externe Verteiler auch erfolgreich auf eine Reihe anderer Plattformen portiert. Damit ist es möglich, automatisiert Objekte auf Aufnahmen zu erkennen, zu trennen, ihre Bildkoordinaten zu messen und sie entweder als Stern oder Galaxis zu klassifizieren (Bertin & Arnouts, 1996). Bezüglich der Astrometrie von Asteroiden stellt das nur einen Teil der zu lösenden Aufgaben dar. Dennoch wurden Vergleiche mit *SExtractor* angestellt, weil sich diese Software im Bereich der rechnergestützten Astrometrie zu einer Art Referenz etabliert hat. Außerdem kommt das Programm bzw. Teile davon in anderen Anwendungen (vgl. z.B. Abschnitt 4.2.3) zum Einsatz.

Zur Bestimmung der Bildkoordinaten der Objektzentren verwendet die getestete Version 2.3.2 von *SExtractor* Lichtschwerpunkte. Allerdings wird hier die Möglichkeit in Betracht gezogen, dass die Grauwertverteilungen benachbarter Objekte ineinander verlaufen können. Entsprechende Routinen sorgen dafür, dass möglichst nur die Pixel zur Berechnung des Zentrums herangezogen werden, die auch tatsächlich zum Objekt gehören. In zukünftigen Versionen von *SExtractor* soll es außerdem möglich sein, die tabellierte PÜF eines Systems zur Positionsmessung zu verwenden.

Untersuchungen

SExtractor wurde mit seinen Standardeinstellungen verwendet. Die einzige Variation bestand in der Durchführung bzw. dem Weglassen einer Glättung der Aufnahme vor dem Messprozess mit dem standardmäßig vorgesehenen Filter. Es sei an dieser Stelle darauf hingewiesen, dass in *SExtractor* jeder beliebige Filter zur Vorverarbeitung der Aufnahme Verwendung finden kann. Es ist somit nicht auszuschließen, dass die unten aufgeführten Testergebnisse durch spezielle Filter weiter verbessert werden könnten.

Um vergleichbare Ergebnisse zu denen bereits beschriebener Tests der anderen Programme zu erhalten, waren bei *SExtractor* weitere manuelle Schritte notwendig. Den gemessenen Bildkoordinaten wurden Äquatorialkoordinaten aus dem *UCAC2* zugeordnet, falls das betreffende Objekt im Katalog verzeichnet war. Nach dem Verfahren in Abschnitt 2.6 wurden dann die Plattenkonstanten für verschiedene Transformationsmodelle bestimmt. Dabei kamen Affin-, Bilinear-, 12-Parameter- und kubische Transformation zum Einsatz. Anschließend konnten die gemessenen Bildkoordinaten der in Abschnitt 4.1.2 definierten Zielobjekte in Äquatorialkoordinaten überführt und mit ihren Katalogwerten verglichen werden.

Für den ROB-Datensatz liefern alle 8 Tests nahezu identische mittlere Abstände (Tab. 4.18). Anders als bei *PinPoint* scheint hier die Verwendung eines Filters vorteilhaft zu sein, da sich der maximale Abstand jeweils verringert, d.h. die Wahrscheinlichkeit, bei einer einzelnen Messung schlechte Ergebnisse zu erzielen, verringert sich. Die Ergebnisse aus Test Nummer 8 werden in Abschnitt 4.2.11 als Vergleichswerte verwendet.

¹⁶<http://www.astroccd.com/prism>

¹⁷<http://www.tass-survey.org/tass/software/software.html#sextract>

Tabelle 4.18: Ergebnisse der Auswertung des ROB-Datensatzes mit *SExtractor*. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

Testnummer	1	2	3	4
Transform. Modell	Affin	Affin	Bilinear	Bilinear
Glättungsfilter	–	ja	–	ja
Maximaler Abstand	0.179	0.143	0.179	0.146
Mittlerer Abstand	0.068	0.073	0.070	0.074
Testnummer	5	6	7	8
Transform. Modell	12-Parameter	12-Parameter	Kubisch	Kubisch
Glättungsfilter	–	ja	–	ja
Maximaler Abstand	0.177	0.142	0.158	0.139
Mittlerer Abstand	0.066	0.070	0.062	0.065

Tabelle 4.19: Ergebnisse der Auswertung des LO-Datensatzes mit *SExtractor*. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

Testnummer	1	2	3	4
Transform. Modell	Affin	Affin	Bilinear	Bilinear
Glättungsfilter	–	ja	–	ja
Maximaler Abstand	0.939	0.933	0.942	0.932
Mittlerer Abstand	0.255	0.211	0.255	0.208
Testnummer	5	6	7	8
Transform. Modell	12-Parameter	12-Parameter	Kubisch	Kubisch
Glättungsfilter	–	ja	–	ja
Maximaler Abstand	0.910	0.898	0.998	0.907
Mittlerer Abstand	0.244	0.191	0.247	0.191

Der LO-Datensatz zeigt die besten Ergebnisse für die 12-Parameter-Transformation nach Filterung der Aufnahme (Tab. 4.19, Testnummer 6). Sie repräsentieren *SExtractor* in Abschnitt 4.2.11.

4.2.11 Vergleich der besten Ergebnisse

In Tab. 4.20 sind die besten mit den untersuchten Programmen erzielten Ergebnisse für die Auswertung des ROB- und des LO-Datensatzes zusammengestellt. Die Angaben von *CCDSOFT* sind nicht direkt vergleichbar, weil die Auswertung nicht wie bei allen anderen auf der Basis des *UCAC2* erfolgte.

Wie erwartet, sind die Resultate für den ROB-Datensatz grundsätzlich mit allen Programmen besser, als für den LO-Datensatz. Die Nachteile aufgrund der geringeren Qualität der Aufnahmen überwiegen somit den Vorteil der höheren Bildauflösung von 0''.67 je Pixel für das LO-System gegen 0''.88 je Pixel für das ROB-System.

Mit *MpCCD* ließen sich für den ROB-Datensatz vergleichsweise die höchsten Positionsgenauigkeiten erzielen. Die mittleren Abstände zwischen gemessenen und Katalogörtern lagen hier bei 62mas. Wesentlich bessere Resultate sind bei dem gewählten Referenzsternkatalog *UCAC2* auch nicht zu erwarten gewesen, weil dieser selbst Positionsunsicherheiten bis zu 70mas aufweist (Zacharias et al., 2003). Der geringe Maximalabstand zwischen gemessenen und Katalogörtern

Tabelle 4.20: Vergleich der besten Ergebnisse aller getesteten Programme für den ROB- und den LO-Datensatz. Angegeben sind jeweils das Maximum und das arithmetische Mittel der Abstände von gemessener und Katalogposition der Zielsterne in Bogensekunden.

	ROB		LO	
	Max	Mittel	Max	Mittel
<i>MpCCD</i>	0.098	0.062	0.933	0.198
<i>Astrometrica</i>	0.255	0.116	2.204	0.517
<i>CCDSOft</i>	(3.149)	(1.586)	–	–
<i>Charon</i>	0.129	0.071	2.502	0.361
<i>FitsBlink</i>	0.237	0.112	3.154	0.421
<i>PinPoint</i>	0.149	0.091	0.925	0.178
<i>SExtractor</i>	0.139	0.065	0.898	0.191

von 98mas spricht weiterhin für eine hohe Genauigkeit bei einzelnen Positionsmessungen.

Für den LO-Datensatz erreichen *PinPoint* und *SExtractor* um 20mas bzw. 7mas geringere mittlere Abstände als *MpCCD*. Beide Programme erreichen ihre höchsten Genauigkeiten bei Einsatz eines Filters zur Glättung der Aufnahmen vor der Messung, was sich insbesondere bei der von ihnen genutzten Lichtschwerpunktmessung positiv auswirkt. Tests zum Einsatz von Glättungsfiltren auch bei den auf PÜF-Modellen basierenden Messmethoden von *MpCCD* brachten keine signifikanten Verbesserungen der Ergebnisse.

Kapitel 5

Zusammenfassung und Ausblick

Innerhalb der letzten 20 Jahre hat sich die CCD-Technik zu einem wesentlichen Bestandteil der modernen Astrometrie entwickelt. Der überwiegende Teil aller Beobachtungen von Asteroiden zu Zwecken der Positionsbestimmung wird heute mit Hilfe dieser Technologie realisiert. Letztere bietet gegenüber konventionellen fotografischen Systemen außerordentliche Vorteile, die sowohl aus der wesentlich höheren Lichtempfindlichkeit als auch der sofortigen digitalen Verfügbarkeit der Aufnahmen resultieren. Letzteres ermöglicht die direkte Verarbeitung der gewonnenen Daten und stellt die Voraussetzung für die Entwicklung computergestützter vollautomatischer Positionsmesswerkzeuge dar.

5.1 Resultate

Es wurde gezeigt, dass sich die im Rahmen dieser Arbeit vorgestellten und weiterentwickelten Verfahren zu einem kompletten astrometrischen Messsystem für Asteroiden zusammenfügen lassen. Die in diesem Zusammenhang geschaffene Software *MpCCD* arbeitet vollautomatisch, was unter Berücksichtigung des angestrebten hauptsächlichen Einsatzgebietes — der Auswertung von Follow-up-Beobachtungen — und der damit verbundenen großen Anzahl zu vermessender Aufnahmen eines der Kriterien der Entwicklung darstellte.

Die Erkennung von Objekten in der CCD-Aufnahme erfolgt mit Hilfe eines schwellwert-basierten Zeilenkoinzidenzalgorithmus. Der Schwellwert selbst ist dabei jedoch nicht, wie sonst üblich, fest vorgegeben, sondern orientiert sich an der lokalen Hintergrundhelligkeitsverteilung der Aufnahme. Auf diese Weise konnte die dem ursprünglichen Verfahren anhaftende Fehleranfälligkeit der Detektion von Objekten auf CCD-Aufnahmen mit ungleichmäßigen Hintergrundintensitäten deutlich reduziert werden.

Zur Messung der Objektpositionen in der Aufnahme kommen Modelle für Punktübertragungsfunktionen zum Einsatz. In Anlehnung an die bereits aus Winter (1999) bekannten analytischen radialsymmetrischen Modelle wurden zwei analytische bivariate Modelle entwickelt, die sich für die Positionsmessung geringfügig ovaler Objekte eignen. Weiterhin wurde das in Winter (1999) angedeutete, empirische radialsymmetrische Modell, dessen Profilform sich direkt aus den Objekten der Aufnahme selbst ableitet, bis zur praktischen Einsatzfähigkeit weiterentwickelt. Unter Nutzung dieses Modells zur Bildpositionsmessung mit *MpCCD* ließen sich für die untersuchten Testaufnahmen die besten Resultate erzielen.

Der von Valdes et al. (1995) vorgeschlagene Algorithmus zur Identifikation der Referenzobjekte in der Aufnahme wurde um die nachträgliche Berücksichtigung der Objekthelligkeiten erweitert. Außerdem erwies sich eine Kombination der Objektidentifikation mit dem anschließenden Prozess der Bestimmung der Plattenkonstanten als hilfreich. Der Zuordnungsprozess selbst erfolgt über das Finden identischer Dreiecksformationen der Objekte des Referenzsternkataloges und der Aufnahme. Für ihn konnte eine mathematische Definition der Grenze ge-

funden werden, innerhalb der die Dreiecke als identisch angesehen werden. Außerdem wurden Lösungen entwickelt für den häufigen Fall, dass das Aufnahmezentrum nicht dem Zentrum des Ausschnittes des Referenzsternkataloges entspricht. Der praktische Einsatz des erweiterten Algorithmus zeigte eine geringere Anfälligkeit auf fehlerhafte Zuordnungen von Bild- und Referenzobjekten als der ursprüngliche.

Bei der Entwicklung der Software wurde darauf geachtet, dass sie sich an viele unterschiedliche Gegebenheiten und Anforderungen anpassen lässt. Im Zuge dessen sind frei definierbare Schnittstellen für den Referenzsternkatalog und die Ausgabe entwickelt worden. Verschiedene verfügbare Transformationsmodelle für die Überführung von gemessenen Bildkoordinaten in Tangentialkoordinaten eröffnen die Möglichkeit der Reduktion störender Einflüsse, wie z.B. der Bildneigung oder unberücksichtigter monochromatischer Anteile der Refraktion etc., und schaffen damit auch die Voraussetzungen zur Anpassung an Bildfelder unterschiedlicher Größe.

Ein Schwerpunkt lag auf der Berücksichtigung von differentiellen Farbrefraktionseffekten, die naturgemäß nicht durch den Ausgleichungsprozess der Plattenkonstanten aufgefangen werden können. Mit einem neuen Verfahren konnte gezeigt werden, dass bereits mit Hilfe der fotometrischen Informationen des *UCAC2* eine Steigerung der Passgenauigkeit zwischen gemessenen und Referenzkoordinaten um bis zu 15% bei einer Zenitdistanz von 65° erreichbar ist. Dieser Gewinn kommt aufgrund der proportionalen Beziehung zwischen Passgenauigkeit und Genauigkeit der Position eines Neupunktes direkt dem Ergebnis zugute. Wie hoch er im Einzelfall ausfällt, hängt jedoch von der Farbvariation der Referenzsterne ab. Je unterschiedlicher deren Farben sind, desto größer ist der zu erwartende Gewinn durch die Farbrefraktionskorrektur.

Die Software wurde an zwei qualitativ unterschiedlichen Datensätzen erprobt. Die Positionsgenauigkeiten lagen mit durchschnittlich 62mas für die Aufnahmen des ROB bzw. 198mas für die des LO an der Spitze dessen, was mit den durch das *MPC* empfohlenen Programmen erreicht werden konnte. In Anbetracht der publizierten Koordinatenunsicherheiten des zum Test verwendeten Referenzsternkataloges *UCAC2* von 20mas bis 70mas (Zacharias et al., 2003), liegen die Ergebnisse für den ROB-Datensatz im Bereich der Erwartungen. Für den LO-Datensatz hingegen scheint das Potential der Aufnahmen bei o.a. Wert nahezu erschöpft zu sein.

Der Vergleich mit den anderen untersuchten Programmen zeigte weiterhin, dass dort nur in den seltensten Fällen vollständig automatische Abläufe der Auswertung realisierbar sind. Außerdem müssen — im Gegensatz zu *MpCCD* — gewisse Einschränkungen bezüglich nutzbarer Rechnerplattform, Ausgabeformat und Sternkatalog hingenommen werden.

5.2 Künftige Entwicklungen

Die ständig wachsenden Dimensionen von CCD-Matrizen ermöglichen immer größere Bildfelder, ohne die geometrischen Probleme und die Schwierigkeiten der Kalibrierung einer mosaikartigen Anordnung mehrerer Sensoren in Kauf nehmen zu müssen. Wachsende Bildfelder ermöglichen die Nutzung einer immer größeren Anzahl von Referenzobjekten. Die Annahme der Radialsymmetrie für das vorgestellte empirische PÜF-Modell ist damit nicht mehr erforderlich. Es besteht dann die Möglichkeit, auch direkt ein empirisches zweidimensionales, nicht zwangsläufig radialsymmetrisches PÜF-Modell aus den in der Aufnahme vorhandenen Objekten abzuleiten und anhand dessen die Positionsmessungen vorzunehmen. Es ist zu erwarten, dass damit die Messunsicherheiten verringert werden, weil das so bestimmte Modell den realen Abbildungen noch näher kommt.

Das Problem der Farbrefraktionskorrektur wird nach Fertigstellung von *GAIA* extrem entschärft, weil zusätzlich zu den hochgenauen astrometrischen Positionen auch Informationen zu den physikalischen Eigenschaften der Referenzobjekte zur Verfügung stehen werden. Damit können Emissionsspektren der Sterne simuliert und direkt zur Korrektur herangezogen werden.

Perspektivisch stehen bei der Weiterentwicklung der Software vor allem zusätzliche Automa-

tisierungsschritte im Vordergrund, auf die bislang noch aus Gründen der Ablaufgeschwindigkeit verzichtet wurde. Diese Einschränkungen dürften sich jedoch mit der immensen Steigerungsrate in der Entwicklung der Mikroelektronik mehr und mehr erübrigen. So ist es bspw. denkbar, dem Nutzer die Entscheidung über das zu verwendende Transformationsmodell zur Überführung der gemessenen Koordinaten in Tangentialkoordinaten abzunehmen, indem die Ergebnisse aus der sequentiellen Nutzung aller Modelle miteinander verglichen werden und das günstigste Modell gewählt wird. Ähnlich könnte auch mit Filtern, Positionsmessalgorithmen etc. verfahren werden. Auf diese Weise kann die Gesamtanzahl der nötigen manuellen Einstellungen vor Beginn der Auswertung weiter gesenkt werden.

Anhang A

Übersicht über astrometrische Software

Tabelle A.1:

Name	<i>MpCCD</i>	<i>Astrometrica</i>	<i>CAAWin</i>
Entwickler	R. Langhans	H. Raab	J. Rogers
Verfügbarkeit	Freeware	Shareware (€ 25)	Kommerziell (\$190)
Getestete Version	1.0	4.3.0.3258	nicht getestet
Betriebssystem	Diverse	<i>Microsoft WindowsTM</i>	<i>Microsoft WindowsTM</i>
GUI	nein	ja	ja
Stapelverarb.	ja	nein	?
Interaktion nötig	nein	ja	?
Ausgabeformat	Variabel	<i>MPC</i> -Format	<i>MPC</i> -Format
Verfügbare Sternkataloge	Variabel	<i>USNO-SA 2</i> <i>USNO-A 2</i> <i>USNO-B 1</i> <i>UCAC2</i>	<i>GSC 1.1</i> <i>GSC 1.2</i> <i>USNO-SA 1</i> <i>USNO-SA 2</i> <i>USNO-A 1</i> <i>USNO-A 2</i>
Verfügbare Positions-messmethoden	Lichtschwerpunkte Radialsymm. Gauß Radialsymm. Lorentz Radialsymm. Gradient Empir. radialsymm.	Radialsymm. Gauß	?
Transformationsmodelle	Helmert Affin Bilinear 8-Parameter 12-Parameter	1. bis 3. Ordnung	?
Sprachen	variabel	Englisch	Englisch
Vorrangige Zielstellung	Positionsbestimmung von Asteroiden bei Follow-up Missionen	Entdeckung und Positionsbestimmung von Asteroiden	Beobachtung von erdnahen Asteroiden
Einschränkungen	keine	keine	keine
Bemerkungen			

Fortsetzung auf nächster Seite

Fortsetzung von Tab. A.1

Name	<i>Canopus</i>	<i>CCDSOft</i>	<i>Charon</i>
Entwickler	Bdw Publishing	Software Bisque	Project Pluto
Verfügbarkeit	Kommerziell (\$70)	Kommerziell (\$349)	Freeware
Getestete Version	nicht getestet	4.00.026	17. Mai 2003
Betriebssystem	<i>Microsoft WindowsTM</i>	<i>Microsoft WindowsTM</i> und <i>MacOS</i>	<i>DOS</i>
GUI	ja	ja	ja
Stapelverarb.	nein	nein	nein
Interaktion nötig	?	ja	ja
Ausgabeformat	<i>MPC</i> -Format	<i>MPC</i> -Format Festes Textformat <i>MS Excel</i> -Format	<i>MPC</i> -Format
Verfügbare Sternkataloge	<i>USNO-SA 1</i> <i>USNO-SA 2</i> <i>UNSO-A 1</i> <i>UNSO-A 2</i> <i>MPO Star Catalog</i> <i>UCAC1</i> (konvert.) <i>UCAC2</i>	<i>GSC</i> <i>Tycho</i>	<i>GSC 1.1</i> <i>USNO-SA 1</i> <i>USNO-SA 2</i> <i>USNO-A 1</i> <i>USNO-A 2</i> <i>Tycho</i> <i>UCAC2</i>
Verfügbare Positions- messmethoden	keine eigenen, sondern Nutzung der Routi- nen von <i>SExtractor</i>	Lichtschwerpunkte	Lichtschwerpunkte Radialsymm. Gauß
Transformations- modelle	?	Aus <i>PC-ASTROM</i> von P. Wallace. Dort: Helmert, 1. Ordnung, höhere Ordnung. In <i>CCDSOft</i> Transforma- tionsmodell nicht wählbar. Wahrschein- lich Nutzung von 1. Ordnung	1. bis 3. Ordnung
Sprachen	Englisch	Englisch	variabel
Vorrangige Zielstellung	Astrometrie und Fotometrie, Ent- deckung von Asteroi- den, Lichtkurven	Kamerasteuerung während der Aufnah- me, Bildverarbeitung, Astrometrie und Fotometrie sowie Entdeckung von Asteroiden	Positionsbestimmung von Asteroiden bei Follow-up Missionen
Einschränkungen	keine	keine	keine
Bemerkungen	max. 75 Referenzsterne	Nur in Verbindung mit <i>TheSky</i> (Genutz- te Version: 5.00.014)	

Fortsetzung auf nächster Seite

Fortsetzung von Tab. A.1

Name	<i>Circe</i>	<i>FitsBlink</i>	<i>PinPoint</i>
Entwickler	U. Quadri	J. Skvarc	R.B. Denny
Verfügbarkeit	Freeware	Freeware	Kommerziell (\$129)
Getestete Version	1. August 2002	3.58	4.0.31
Betriebssystem	<i>Microsoft WindowsTM</i>	<i>Unix/Linux</i>	<i>Microsoft WindowsTM</i>
GUI	ja	ja	Für bestimmte Aufgaben verfügbar
Stapelverarb.	nein	ja	ja
Interaktion nötig	ja	nein	nein
Ausgabeformat	<i>MPC</i> -Format	<i>MPC</i> -Format	variabel
Verfügbare Sternkataloge	<i>GSC</i> <i>USNO-SA 2</i>	<i>GSC 1.1</i> <i>USNO-SA 1</i> <i>Tycho</i> <i>Tycho-2</i> <i>UCAC2</i>	<i>GSC 1.1</i> <i>USNO-A 2</i> <i>Tycho-2</i> <i>UCAC2</i>
Verfügbare Positions-messmethoden	Lichtschwerpunkte	Lichtschwerpunkte	Lichtschwerpunkte Radialsymm. Gauß
Transformationsmodelle	1. Ordnung	1. bis 5. Ordnung	1. bis 7. Ordnung
Sprachen	Englisch, Italienisch	Englisch	Englisch
Vorrangige Zielstellung	Astrometrie von Asteroiden und Kometen	Astrometrie und Fotometrie sowie Entdeckung von Asteroiden	Astrometrie und grundlegende Fotometrie sowie Entdeckung von Asteroiden, Supernovae
Einschränkungen	Aufnahmen mit mehr als 999 Pixeln in einer Koordinatenrichtung sind nicht nutzbar, extrem hoher manueller Aufwand	keine	Kenntnis von <i>Visual Basic Script</i> oder <i>Java Script</i> erforderlich, um Stapelverarbeitung nutzen zu können
Bemerkungen			

Fortsetzung auf nächster Seite

Fortsetzung von Tab. A.1

Name	<i>Prism</i>	<i>SExtractor</i>
Entwickler	Axilone Multimedia	E. Bertin, S. Arnouts
Verfügbarkeit	Kommerziell (\$150,-)	Freeware
Getestete Version	nicht getestet	2.3.2
Betriebssystem	<i>Microsoft WindowsTM</i>	<i>Unix/Linux</i>
GUI	ja	nein
Stapelverarb.	nein	ja
Interaktion nötig	nein	nein
Ausgabeformat	?	freies Tabellenformat
Verfügbare Sternkataloge	<i>GSC 1.1</i> <i>USNO-SA 1</i> <i>USNO-SA 2</i> <i>USNO-A 1</i> <i>USNO-A 2</i> <i>Hipparcos</i> <i>Tycho</i>	nicht zutreffend
Verfügbare Positions-messmethoden	Lichtschwerpunkte Gaußmodell Moffatmodell	Lichtschwerpunkte
Transformationsmodelle	?	nicht zutreffend
Sprachen	Englisch, Französisch	Englisch
Vorrangige Zielstellung	Kamera- und Teleskopsteuerung während der Aufnahme, Bildverarbeitung, Astrometrie und Fotometrie sowie Entdeckung von Asteroiden	Bildkoordinatenmessung
Einschränkungen	keine	Kein direkter Zugriff auf Referenzsternkataloge implementiert
Bemerkungen		

Anhang B

Ausstattung der Testsysteme für *MpCCD*

Tabelle B.1:

Bezeichnung	PIIWin	AthlonWin
Prozessortyp	Intel® Pentium® II	AMD Athlon™ XP 1800+
Prozessortakt	350 MHz	1533 MHz
RAM	384 MB	512 MB
Festplattenkapazität	140 GB	80 GB
C++ Compiler	Microsoft Visual C++® 6.0	Microsoft Visual C++® 6.0
Betriebssystem	Microsoft Windows 2000™	Microsoft Windows XP™

Bezeichnung	AthlonLinux	Origin
Prozessortyp	AMD Athlon™ XP 1800+	SGI® Origin® 2000 R10000
Prozessortakt	1533 MHz	195MHz (48 Prozessoren)
RAM	512 MB	17GB
Festplattenkapazität	80 GB	370GB
C++ Compiler	GNU C++ 3.3.1	GNU C++ 2.95.2
Betriebssystem	Mandrakelinux™ 9.1	SGI® IRIX® 6.5

Anhang C

Abkürzungsverzeichnis

Alle in der Arbeit vorkommenden, jedoch nicht in folgendem Verzeichnis aufgeführten Abkürzungen gelten als Bestandteil der neuen deutschen Rechtschreibung. Ihre Bedeutung kann entsprechenden Nachschlagewerken entnommen werden.

2MASS	Two Micron All Sky Survey
A&A	Astronomy and Astrophysics (Quelle)
A&AS	Astronomy and Astrophysics Supplement Series (Quelle)
Abb.	Abbildung(en)
AJ	Astronomical Journal (Quelle)
AN	Astronomische Nachrichten (Quelle)
ANSI	American National Standards Institute
Ap&SS	Astrophysics and Space Science (Quelle)
ApJ	Astrophysical Journal (Quelle)
ApOpt	Applied Optics (Quelle)
AU	Astronomical Unit, Astronomische Einheit
BaSeL	Basel Stellar Library
CCD	Charge Coupled Device
CeMDA	Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy (Quelle)
CeMec	Celestial Mechanics (Quelle)
CTE	Charge transfer efficiency, Ladungstransfereffizienz
DCR	Differentielle chromatische Refraktion
DE	Jet Propulsion Laboratory Development Ephemerides
Dekl.	Deklination
DOS	Disk Operating System
EAS	European Astronomical Society
EDP	Edition Diffusion Press (Quelle)
ESO	European Southern Observatory
ExA	Experimental Astronomy
FITS	Flexible Image Transport System
FWHM	Full width at half maximum, Halbwertsbreite
GAIA	Global Astrometric Interferometer for Astrophysics (Volle Bezeichnung obsolet)
Gl.	Gleichung(en)
GSC	Hubble Guide Star Catalog
GUI	Graphical user interface, Grafische Benutzerschnittstelle
IAU	Internationale Astronomische Union
Icar	Icarus (Quelle)
ICRF	International Celestial Reference Frame, Internationales Himmelsreferenzsystem

Fortsetzung auf nächster Seite

IERS	International Earth Rotation Service, Internationaler Erdrotationsdienst
IOM	Interoffice Memorandum (des JPL) (Quelle)
IRAF	Image Reduction and Analysis Facility
JAD	Journal of Astronomical Data (Quelle)
JPL	Jet Propulsion Laboratory
LO	Lohrmann-Observatorium
LSP	Lichtschwerpunkt
MacOS	Macintosh Operating System
MNRAS	Monthly Notices of the Royal Astronomical Society (Quelle)
MPC	Minor Planet Center
NASA	National Aeronautics and Space Administration
NOAO	National Optical Astronomy Observatories
OSAJ	Optical Society of America Journal (Quelle)
PASP	Publications of the Astronomical Society of the Pacific (Quelle)
PÜF	Punktübertragungsfunktion(en)
Rekt.	Rektaszension
RMS	Root Mean Square
ROB	Royal Observatory of Belgium
SAAC	Software for Analyzing Astrometric CCDs
S/N	Signal/Rausch-Verhältnis
Tab.	Tabelle(n)
TAI	Temps Atomique International, Internationale Atomzeit
TDB	Temps Dynamique Barycentrique, Baryzentrisch dynamische Zeit
TT	Temps Terrestre, Terrestrische Zeit
UCAC	United States Naval Observatory CCD Astrograph Catalog
USNO-A	United States Naval Observatory A Catalog
UT1	Universal Time, Universalzeit
UTC	Universal Time Coordinated, Koordinierte Weltzeit
VilOB	Vilnius Astronomical Observatory Bulletin (Quelle)
VSOP	Variations Séculaires des Orbites Planétaires

Anhang D

Glossar

Dieses Glossar enthält Erklärungen für eine subjektive Auswahl von Begriffen, die zum Verständnis der Arbeit beitragen sollen. Es erhebt keinen Anspruch auf Vollständigkeit.

Anti-Blooming Optionales Design von CCD-Matrizen, das durch verstärkte Abgrenzung der Pixel untereinander Blooming-Effekte verhindert. Dadurch wird jedoch die Lichtempfindlichkeit der Pixel herabgesetzt, was in der Astronomie meist nicht erwünscht ist.

Blooming Effekt, wenn gesättigte CCD-Pixel durch weitere Belichtung entstehende Ladungen an ihre Nachbarpixel in Transferrichtung weitergeben.

Charge Coupled Device Mikroelektronisches Bauteil, das aus einzelnen lichtempfindlichen Zellen besteht, die in der Lage sind, Ladungen zu sammeln und an ihre Nachbarzelle weiterzugeben.

Cosmic Abbildung, die ein hochenergetisches kosmisches Teilchen bei Auftreffen auf einen CCD-Chip hinterlässt. Im Allgemeinen werden sehr viele Ladungen in einzelnen Pixeln freigesetzt.

Darkfield CCD-Aufnahme, die unter Lichtabschluss gewonnen wird. In den Pixeln eines CCD sammeln sich auch Ladungen allein aufgrund von thermischen Effekten, deren Abbild das Darkfield ist.

Farbexzess s. Reddening.

Farbindex Differenz der scheinbaren Helligkeiten einer Lichtquelle bei Verwendung zweier verschiedener Filter-Passbänder. Üblicherweise werden dabei die Helligkeitswerte des Passbandes mit der *größeren* Wellenlänge von denen des Passbandes mit der *kleineren* Wellenlänge subtrahiert, z.B. für den blauen (B) und den roten (R) Spektralbereich ($B - R$).

Flatfield CCD-Aufnahme, die unter gleichmäßiger Ausleuchtung des CCD-Chips gewonnen wird. Die Pixel eines CCD sind i. Allg. unterschiedlich lichtempfindlich. Das Ausmaß der Variation wird auf einem Flatfield abgebildet.

Halbwertsradius Abstand vom Zentrum zum Rand einer radialsymmetrischen Objektabbildung in Höhe der halben Amplitude.

Ladungstransfereffizienz Vermögen eines CCD-Pixels, seine Ladungen nahezu vollständig an das Nachbarpixel weiterzugeben. Ergibt sich als Quotient der Ladungsanzahl im Nachbarpixel nach der Übertragung zur Ladungsanzahl im ursprünglichen Pixel vor der Übertragung.

Linearität des CCD Das Verhältnis von auf ein CCD-Pixel auftreffenden Lichtquanten zur Anzahl der gesammelten Ladungen ist über einen großen Bereich konstant. Diese Eigenschaft wird als Linearität bezeichnet.

Plattenkonstanten Koeffizienten eines Polynoms zur Transformation von Bild- in Tangentialkoordinaten und umgekehrt. Der Begriff stammt aus der Zeit der fotografischen Astronomie, bei der Fotoplatten (lichtempfindliche Glasplatten) als Detektoren eingesetzt wurden.

Punktübertragungsfunktion Das Licht einer punktförmigen Quelle wird beim Durchlaufen optischer Medien sowie beim Auftreffen auf den Detektor in eine zweidimensionale Helligkeitsverteilung, die Punktübertragungsfunktion, transformiert.

Quanteneffizienz Nicht alle auf ein CCD treffenden Lichtquanten führen tatsächlich zur Generierung einer Ladung. Das Verhältnis erzeugter Ladungen zu aufgetroffenen Lichtquanten wird als Quanteneffizienz bezeichnet. Sie ist demnach ein Maß für die Empfindlichkeit des CCD.

Reddening Effekt der stärkeren Absorption kurzer Lichtwellenlängen (blau) als langer (rot) an interstellarem Staub. Er bewirkt den Farbezess, d.h. die Vergrößerung der Farbindexwerte.

Seeing Das Seeing ist ein Maß für die Luftunruhe. Zahlenwerte sind definiert als Halbwertsbreite eines Sterns im Zenit, aufgenommen an einem aberrationsfreien Teleskop mit großer Öffnung.

Standardkoordinatensystem Spezielles Tangentialkoordinatensystem, dessen X-Achse in Richtung wachsender Rektaszension und dessen Y-Achse in Richtung wachsender Deklination weist.

Tangentialkoordinatensystem Kartesisches Koordinatensystem, das am Tangentialpunkt an der scheinbaren Himmelskugel anliegt. Der Tangentialpunkt entsteht als Schnittpunkt der Beobachtungsrichtung mit der scheinbaren Himmelskugel.

Literaturverzeichnis

- Anderson, J., King, I.R. (2000): Toward High-Precision Astrometry with WFPC2 — Deriving an Accurate PSF, *PASP* 112, 1360.
- Aoki, S., Kinoshita, H., Guinot, B., Kaplan, G.H., McCarthy, D.D., Seidelmann, P.K. (1982): The New Definition of Universal Time, *A&A* 105, 359.
- Bailer-Jones, C.A.L. (2002): Determination of Stellar Parameters with GAIA, *Ap&SS* 280, 21.
- Bdw Publishing (2004): MPO Canopus & PhotoRed — Installation Guide and Reference Manual, <http://www.minorplanetobserver.com/htmls/mpocanopus.htm>.
- Bertin, E., Arnouts, S. (1996): SExtractor: Software for Source Extraction, *A&A* 117, 393.
- Bertin, E. (2003): SExtractor v2.3 User's Manual, <http://terapix.iap.fr/IMG/pdf/sextractor.pdf>.
- Bessell, M.S. (1990): UBVRI Passbands, *PASP* 102, 1181.
- Bessell, M.S. (2000): The Hipparcos and Tycho Photometric System Passbands, *PASP* 112, 961.
- Blanco, C., Riccioli, D. (1999): V Lightcurves and B-V Colour of Main-Belt Asteroids, Proceedings of “Evolution and source regions of asteroids and comets”, 24-28 August, 1998, Tatranská Lomnica, Slovak Republic, Eds. Svoren, J., Pittich, E.M., Rickman, H., Astronomical Institute of the Slovak Academy of Sciences, 1999, 175.
- Bowell, E., Hapke, B., Domingue, D., Lumme, K., Peltoniemi, J., Harris, A.W. (1989): Application of Photometric Models to Asteroids, in *Asteroids II*, Eds. Binzel, R.P., Gehrels, T., Matthews, M.S., University of Arizona Press, 1989, 524-556.
- Buil, C. (1991): CCD Astronomy. Construction and Use of an Astronomical CCD Camera, First English Ed., Willmann-Bell Inc., Richmond, Virginia, USA.
- Černis, K., Bartašiūtė, S., Straižys, V., Janulius, R. (1997): Standard Stars for CCD Photometry in the Vilnius System, *BaltA* 6, 573.
- Chapman, C.R., Morrison, D., Zellner, B. (1975): Surface Properties of Asteroids — A Synthesis of Polarimetry, Radiometry, and Spectrophotometry, *Icar* 25, 104.
- Cutri, R.M., Skrutskie, M.F., van Dyk, S., Beichman, C.A., Carpenter, J.M., Chester, T., Cambresy, L., Evans, T., Fowler, J., Gizis, J., Howard, E., Huchra, J., Jarrett, T., Kopan, E.L., Kirkpatrick, J.D., Light, R.M., Marsh, K.A., McCallon, H., Schneider, S., Stiening, R., Sykes, M., Weinberg, M., Wheaton, W.A., Wheelock, S., Zacharias, N. (2003): 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources, VizieR On-line Data Catalog: II/246, <http://cdsweb.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=II/246>.

- Denny, R.B. (2003): The PinPoint Astrometric Engine User's Manual, Version 4.0.31, <http://pinpoint.dc3.com/dl/PinPoint.chm.zip>.
- Dreiling, L.A., Bell, R.A. (1980): The chemical composition, gravity, and temperature of VEGA, *ApJ* 241, 736.
- Everhart, E. (1974): Implicit Single-Sequence Methods For Integrating Orbits, *CeMec* 10, 35.
- Everhart, E. (1985): An Efficient Integrator That Uses Gauss-RADAU Spacings, Proceedings of "Dynamics of Comets: Their Origin and Evolution", 11-15 June, 1984, Rome, Italy, Eds. Carusi, A. & Valsecci, G.B., Reidel, Dordrecht, 185-202.
- Fried, D.L. (1966): Optical Resolution Through a Randomly Inhomogeneous Medium for Very Long and Very Short Exposures, *OSAJ* 56, 1372.
- Groth, E.J. (1986): A Pattern-Matching Algorithm for Two-Dimensional Coordinate Lists, *AJ* 91, 1244.
- Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V.V., Urban, S., Corbin, T., Wycoff, G., Bastian, U., Schwekendiek, P., Wicenec, A. (2000a): The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars, *A&A* 355, 27.
- Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V.V., Urban, S., Corbin, T., Wycoff, G., Bastian, U., Schwekendiek, P., Wicenec, A. (2000b): The Tycho-2 Catalogue on CD-ROM, including Guide to Tycho-2, Copenhagen University Observatory.
- Hoch, F. (1999): The Robust Detection of Stars on CCD Images, *ExA* 9, 251.
- Johnson, C.B. (1973): Point-Spread Functions, Line-Spread Functions, and Edge-Response Functions Associated With MTFs of the Form $\exp[-(\omega/\omega_c)^n]$, *ApOpt* 12, 1031.
- Johnson, H.L., Morgan, W.W. (1953): Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the Yerkes spectral atlas, *ApJ* 117, 313.
- Jordi, C., Figueras, F., Carrasco, J.M. (2003a): GAIA photometry performances, *JAD* 9, 8.
- Jordi, C., Knude, J., Carrasco, J.M., Figueras, F. (2003b): GAIA Scientific Targets for PS Design: Quantification of Priorities, http://gaia.am.ub.es/PWG/documents/UB_PWG_015.pdf.
- Langhans, R., Malyuto, V., Potthoff, H. (2003): Calculated Atmospheric Refraction and Observed Stellar Positions, *AN* 324, 454.
- Laskar, J. (1986): Secular Terms of Classical Planetary Theories Using the Results of General Theory, *A&A* 157, 59.
- Lastennet, E., Lejeune, T., Oblak, E., Westera, P., Buser, R. (2002): BaSeL: A Library of Synthetic Spectra and Colours for GAIA, *Ap&SS* 280, 83.
- Laux, U. (1999): *Astrooptik*, 2. Aufl., Verlag Sterne und Weltraum, Hüthig GmbH, Würzburg.
- Malyuto, V., Meinel, M. (2000): Stellar Classification and Photometry in Refraction, *A&AS* 142, 457.
- Malyuto, V. (2003): The minimum distance method of classification using linear interpolation with its applications to simulated GAIA photometry, *JAD* 9, 8.

- Marchywka, M., Socker, D.G. (1992): Modulation Transfer Function Measurement Technique for Small-Pixel Detectors, *ApOpt* 31, 7198.
- Marsden, B.G. (1986): Notes From the IAU General Assembly, in *Minor Planet Circulars* 10193, 10194.
- Matthews, B. (1998): Ultrahigh-Resolution Electro-Optical Framing Camera for Reconnaissance and Other Applications Using a 9216 x 9216 Pixel Wafer-Scale Focal Plane Array, *The International Society for Optical Engineering*, Volume 3431, 144.
- Milani, A., Gronchi, G., Carpinio, M., Chesley, S.R., Knezevic, Z., Sansaturio, M.E., Valsecchi, G.B. (2004): The Orbfitter Software Package, <http://newton.dm.unipi.it/orbfit/>.
- Moisson, X., Bretagnon, P. (2001): Analytical Planetary solution VSOP2000, *CeMDA* 80, 205.
- Monet, D.G. (1996): *READ.1ST* on USNO-SA1.0 Catalogue CD-ROM, USNO, Flagstaff, Arizona, USA.
- Monet, D.G., Levine, S.E., Canzian, B., Ables, H.D., Bird, A.R., Dahn, C.C., Guetter, H.H., Harris, H.C., Henden, A.A., Leggett, S.K., Levison, H.F., Luginbuhl, C.B., Martini, J., Monet, A.K.B., Munn, J.A., Pier, J.R., Rhodes, A.R., Riepe, B., Sell, S., Stone, R.C., Vrba, F.J., Walker, R.L., Westerhout, G., Brucato, R.J., Reid, I.N., Schoening, W., Hartley, M., Read, M.A., Tritton, S.B. (2003): The USNO-B Catalog, *AJ* 125, 984.
- MPC (2004): Guide to Minor Body Astrometry, <http://cfa-www.harvard.edu/iau/info/Astrometry.html>.
- Murray, C.A. (1981): Relativistic Astrometry, *MNRAS* 195, 639.
- O’Byrne, J.W. (1988): Seeing Measurements Using a Shearing Interferometer, *PASP* 100, 1169.
- Owens, J.C. (1967): Optical Refractive Index of Air: Dependence on Pressure, Temperature and Composition, *ApOpt* 5, 51.
- Perryman, M.A.C. (2002): GAIA: An Introduction to the Project, Proceedings of “GAIA: A European Space Project”, 14-18 May, 2001, Les Houches, France, Eds. Bienaymé, O. & Turon, C., *EAS Publication Series*, EDP Sciences, 2002, 3-26.
- Pickles, A.J. (1998): A Stellar Spectral Flux Library: 1150 - 25000 Å, *PASP* 110, 863.
- Press, W.H., Teukolsky, S.A., Vetterling, W.T., Flannery, B.P. (1995): *Numerical Recipes in C*, Cambridge University Press, Cambridge (USA).
- Schildknecht, T. (1996): Optical Astrometry of Fast Moving Objects Using CCD Detectors, Dissertation Zürich, *Geodätsch-geophysikalische Arbeiten in der Schweiz*, Volume 49.
- Seeber, G. (1989): *Satellitengeodäsie*, Walter de Gruyter & Co., Berlin, New York.
- Seidelmann, P.K. (1992): Explanatory Supplement to the Astronomical Almanac, U.S. Naval Observatory, Washington, D.C., USA.
- Standish, E.M. (1998): JPL Planetary and Lunar Ephemerides, DE405/LE405, JPL, IOM 312.F98-048.
- Stetson, P.B. (1987): DAOPHOT: A Computer Program for Crowded Field Stellar Photometry, *PASP* 99, 191.

- Stone, R.C. (1984): The Effect of Differential Color Refraction on Declinations Determined in Meridian Circle Programs, *A&A* 138, 275.
- Stone, R.C. (1996): An Accurate Method for Computing Atmospheric Refraction, *PASP* 108, 1051.
- Sviderskiene, Z. (1988): Energy Distribution in the Stellar Spectra of Different Spectral Types and Luminosities — Part Five — Normal Stars, *VilOB* 80, 7.
- Valdes, F.G., Campusano, L.E., Velásquez, J.D., Stetson, P.B. (1995): FOCAS Automatic Catalog Matching Algorithms, *PASP* 107, 1119.
- Winter, L. (1999): Wide-Field-Astrometrie mit CCD-Detektoren am Hamburger Zonenastrographen, Dissertation Hamburg.
- Zacharias, N., Urban, S.E., Zacharias, M.I., Wycoff, G.L., Hall, D.M., Germain, M.E., Holdenried, E.R., Winter, L. (2003): The Second U.S. Naval Observatory CCD Astrograph Catalog (UCAC2), *VizieR On-line Data Catalog: I/289*, <http://cdsweb.u-strasbg.fr/viz-bin/Cat?I/289>.
- Zellner, B., Tholen, D.J., Tedesco, E.F (1985): The Eight-Color Asteroid Survey — Results for 589 Minor Planets, *Icar* 61, 355.

Danksagung

Mein ganz besonderer Dank gilt an dieser Stelle Prof. Dr. phil. nat. habil. Michael Soffel, ohne dessen unermüdlichen Kampf um den Erhalt der Projektstelle diese Arbeit nicht möglich gewesen wäre. Außerdem waren mir seine Hinweise und Anregungen stets willkommene Unterstützung. Nicht zuletzt sei ihm auch für das entgegengebrachte Vertrauen und seine Geduld herzlich gedankt.

Einen großen Dank auch an die Mitarbeiter der Professur für Astronomie der TU Dresden sowie des Lohrmann-Observatoriums, die stets ein offenes Ohr für meine Probleme hatten und gern bereit waren, zu helfen. Insbesondere danke ich PD Dr. habil. Sergei Klioner und Dr.-Ing. Helfried Potthoff, die mit ihren kritischen Ratschlägen sehr zum Gelingen dieser Arbeit beigetragen haben.

Dr. Lars Winter (USNO) sei für seine Hilfe bei der Einarbeitung in das Thema sowie die Weitergabe der Programmgrundlage Dank gesagt. Außerdem gilt mein Dank Dr. Thierry Pauwels (ROB) für die Überlassung der Testaufnahmen sowie Dr. Norbert Zacharias (USNO) für die zur Verfügung gestellten Daten des *UCAC*-Passbandes.

Nicht zuletzt möchte ich meiner Familie, insbesondere meiner Frau, Kerstin Langhans, für die vielen Aufmunterungen und die Hilfe beim Korrekturlesen von ganzem Herzen danken.

Lebenslauf

Name:

Ralf Langhans

Geboren:

02.01.1974 in Bautzen (Sachsen)

Familienstand:

verheiratet, 2 Kinder

Ausbildung und Tätigkeiten:

Schulbildung

09/1980 – 08/1988 Polytechnische Oberschule Wilthen

09/1988 – 06/1992 Erweiterte Oberschule Bischofswerda mit verstärkt neusprachlichem
Unterrichtsprofil

Abschluss: Abitur

07/1992 – 06/1993 Wehrdienst

Studium

10/1993 – 04/1998 Fachrichtung Geodäsie an der TU Dresden

10/1994 – 04/1998 Studentische Hilfskraft am Institut für Planetare Geodäsie der TU
Dresden

04/1997 – 08/1997 Studienarbeit „Programmierungen in der sphärischen Trigonometrie“

10/1997 – 04/1998 Diplomarbeit „Auswertung von CCD-Aufnahmen Kleiner Planeten“

Abschluss: Dipl.-Ing.

Weitere Tätigkeiten

05/1998 – 06/1998 Wissenschaftliche Hilfskraft am Institut für Planetare Geodäsie der
TU Dresden

07/1998 – 09/1998 Vermessungsingenieur bei der Industrie- und Bergbau Planungsge-
sellschaft mbH Schwarze Pumpe

10/1998 – 02/2003 Wissenschaftliche Hilfskraft am Institut für Planetare Geodäsie der
TU Dresden

seit 03/2003 Wissenschaftlicher Mitarbeiter im Rahmen des DFG-Projektes „Oze-
anographische Modelldaten zur Interpretation und Korrektur von Sa-
tellitendaten“